

Planetarium der Stadt Wien - Zeiss Planetarium
und Österreichischer Astronomischer Verein

D I E M I L C H S T R A S S E

- 1 - 2 Titelseite; Inhaltsverzeichnis. 18 Jahre Österreichische Sternfreunde-Seminare zur Weiterbildung der Amateure.
- 3 - 8 Ausgewählte Literatur zur Milchstraße (Prof.Hermann Mucke, Wien). Weiteres: Seminarpapiere 1988 "Galaxien".
- 9 - 12 Aus der Geschichte der Milchstraßenforschung: Wiedergabe der Beschreibung der Milchstraße aus der Syntaxis. Weiteres: Beitrag über "Dynamik unseres Milchstraßensystems" und Seminarpapiere 1988 "Galaxien".
- 13 - 20 Zur Phänomenologie der Milchstraße. Mit visuellen Isophoten nach Elässer-Haug und Pfeleiderer (Beilage des Seminarleiters). Dazu:
AUSSTELLUNG von Farbgraphiken und Gerätedokumentationen zu den neuesten, hochauflösenden Dreifarbenphotometrien der gesamten Milchstraße (Univ.-Prof.Dr.Wolfhard Schlosser, Astronomisches Institut, Ruhr-Universität Bochum), sowie des eindrucksvollen ESO-Milchstraßen-Panoramas.
- 21 - 42 Die hellsten Sterne des Himmels (Wolfgang Vollmann, Wien).
- 43 - 62 Interstellare Materie und Sternhaufen (Ing.Michael Pietschnig, Wien).
- 63 - 107 Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie (Dr.Stefan Kimeswenger, Institut für Astronomie der Universität Innsbruck).
- 108 Buchhinweis: H.Elsässer, Weltall im Wandel (DVA).
- 109-114 Sterngenerationen und galaktische Geschichte (Univ.-Prof. Dr.Hans Elsässer, Direktor des MPI, Heidelberg).
- 115-132 Die Dynamik unseres Milchstraßensystems (Univ.-Prof.Dr. Hans M.Maitzen, Institut für Astronomie, Universität Wien).

DANK gilt Dr.Kimeswenger für die Bereitschaft zum Termintausch mit Ing.Pietschnig, würde dieser früher als erwartet Vater: Die kleine Katharina hielt sich aber genau an ihre Ephemeride! ASBEST IN DER KUPPEL erzwang Verlegung des Seminars in den Oswald Thomas Saal: "Rundumdank" für Hilfe und Verständnis! Ohne Planetariumshimmel mußten Referate mehrfach zu Beilagen werden.-

Seminarleiter: Prof.Hermann Mucke, Planetarium/Uraniasternwarte Wien.
➔ Wiedergabe dieser Papiere oder deren Teile ist nicht gestattet. ➔

18 Jahre Österreichische Sternfreunde-Seminare

Veranstaltet vom Planetarium der Stadt Wien und dem Österreichischen Astronomischen Verein, wurde jeweils ein Teilgebiet der Himmelskunde eingehender und aktueller, als dies in den einschlägigen Handbüchern der Fall ist, behandelt. Die Seminare dienen der Weiterbildung der Amateurastronomen und Lehrer in Österreich.

- 1973 Astronomische Koordinatensysteme
- 1974 Gebrauch astronomischer Jahrbücher
- 1975 Himmelskarten und ihr Gebrauch
- 1976 Fernrohre und ihr Gebrauch
- 1977 Astronomische Phänomenologie
- 1978 Amateurastronomie, Theorie-Praxis
- 1979 Astronomische Finsternisse
- 1980 Kometen
- 1981 Mond
- 1982 Kleinplaneten
- 1983 Doppelsterne
- 1984 Sonne
- 1985 Himmelskunde und Kleinrechner
- 1986 Meteore
- 1987 Veränderliche Sterne
- 1988 Galaxien
- 1989 Planet Erde
- 1990 Milchstraße

Insgesamt umfassen die zugehörigen Papiere 1922 Seiten DIN A4 mit Erläuterungen, Formeln, Tabellen, Beispielen und Literaturhinweisen. Näheres siehe Sternenbote, 1987/7.

Sie werden vom ÖSTERREICHISCHEN ASTRONOMISCHEN VEREIN herausgegeben und sind ab einschließlich Ausgabe 1979 noch lieferbar. Auskünfte und Bestellungen: Astronomisches Büro, Hasenwartg.32, A-1238 Wien, Österreich, Telephon 0222-8816703.

Res severa est verum gaudium!

Beilage: Ausgewählte Literatur zur Milchstrasse

1. Geschichtlich bedeutende Werke

Ptolemaios, C.: Μαθηματικῆς Συνατάξεως βιβλία $\overline{\iota\gamma}$, die "Syntaxis", später auch "Almagest". Original griechisch (Heiberg), übersetzt von Manitius. B.G.Teubner Verlagsges., Leipzig 1963. Bd.1,2.

Wright, T.: An Original Theory or new Hypothesis of the Universe. London 1750.

Lambert, H.J.: Cosmologische Briefe über die Einrichtung des Weltenbaues. Augsburg 1761.

Herschel, W.: Account of some Observations tending to investigate on the Construction of the Heavens and On the Construction of the Heavens, 1784. Nach Dreyer, J.L.E.: The Scientific Papers of Sir W.Herschel, London, Vol.1.

Messier, C.: Liste der Nebel und Sternhaufen, in: Connaissance des Temps 1799, 1800, 1801, 1807, 1809, 1810. Dargestellt von Jones, K.G.: Messier's Nebulae and Star Clusters, American Elsevier Publishing Company, New York 1968.

Herschel, J.F.W.: General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars of the Epoch 1860, London 1864.

Dreyer, J.L.E.: New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, 1888 ("NGC"); Index Catalogue, 1895 ("IC"); Second Index Catalogue, 1908. Memoirs of the Royal Astronomical Society, 49, 51, 59; Neuausgaben London 1953 und später.

Kapteyn, J.C.: Plan of Selected Areas. Publication of the Astronomical Laboratory, Groningen 1906.

Keeler, J.E.: Photographs of Nebulae and Clusters, made with the Crossley Reflector. Publications of the Lick Observatory, Vol. VIII. University of California Publications, Sacramento 1908.

Bailey, S.I.: The Southern Milky Way. Harvard Annals 72, Cambridge Mass., USA, 1913.

Barnard, E.E.: Photographs of the Milky Way and of Comets, made with the Six-inch Willard Lens and Crocker Telescope. Publications of the Lick Observatory, Col.XI., University of California Publications, Sacramento 1913.

1. Fortsetzung Beilage: Ausgewählte Literatur zur Milchstraße

Pannekoek, A.: Die nördliche Milchstraße. Leiden 1920. Die südliche Milchstraße, Leiden 1929. Photographische Photometrie der gesamten Milchstraße: 1933, 1949.

Barnard, E.E.: Atlas of Selected Regions of the Milky Way. Carnegie Institution, Washington 1927.

Ross., F.E., Calvert, M.R.: Atlas of the Northern Milky Way. Chicago 1934.

Bottlinger, K.F., Beck, I.: Galaktischer Atlas (System I). Springer, Berlin 1937.

Zur Entdeckungsgeschichte:

Jones, K.G.: The Search for the Nebulae. Alpha Academic, Science History Publications, Chalfont St.Giles, UK, 1975.

Journal for the History of Astronomy, Science History Publications Ltd., Chalfont St.Giles, Bucks., England. Vierteljährlich ab 1970.

2. Bestandteile der Milchstraße

Ochsenbein, F., Acker, A., et al., Catalogue des étoiles le plus brillantes, Observatoire de Strasbourg, 1984.

Hoffleit, D.: Catalogue of Bright Stars, Yale University Observatory, 1964.

Hirshfeld, A., Sinnott, R.W., Sky Catalogue 2000,0, Vol.1,2. Sky Publishing Company, 1982, 1985.

Burnham, R.jr., Celestial Handbook. An Observer's Guide to the Universe beyond the Solar System. Vol.1,2,3. Dover Publications, New York 1978.

Götz, W.: Die offenen Sternhaufen unserer Galaxis. Wissenschaftl. Schriften zur Astronomie, J.A.Barth, Leipzig 1989.

Scheffler, H.: Interstellare Materie. Spektrum der Astronomie, Vieweg, Braunschweig / Wiesbaden 1988.

Neckel, Th.: Die Milchstraße und ihre Objekte, in Roth, G.D.: Handbuch für Sternfreunde, 4.Aufl., Bd.2, Springer Verlag, Berlin 1989.

Neckel, Th., Vehrenberg, H.: Atlas Galaktischer Nebel I,II .. Treugesell Verlag, Düsseldorf 1985, 1987, ..

2. Fortsetzung Beilage: Ausgewählte Literatur zur Milchstraße

3. Die Milchstraße als Ganzes

Torgård, I.: Lund Observatory Table for the Conversion of Equatorial into Galactic Coordinates and vice versa. Based on the Galactic Pole $\alpha = 12^{\text{h}}49$, $\delta = +27,4^\circ$ (1950,0). Dazu 2 Supplements: Interpolationstabeln. Annals of the Observatory of Lund 15 and 16, 1961.

Lund Observatory Table for Conversion of Galactic Coordinates, from the System based on the Pole $\alpha = 12^{\text{h}}40$, $\delta = +28^\circ$ (1900,0) into the System based on the Pole $\alpha = 12^{\text{h}}49$, $\delta = +27,4^\circ$ (1950,0) and vice versa. Annals of the Observatory of Lund 17, 1961.

Elsässer, H., Haug, U.: Über eine Flächenphotometrie der südlichen und nördlichen Milchstraße in zwei Farben und die Struktur des galaktischen Systems. Zeitschrift für Astrophysik 50, 121-144, 1960. Wiedergegeben in den Seminarpapieren 1988 "Galaxien", Österreichischer Astronomischer Verein, Astron.Büro, Wien 1988.

Pfleiderer, J., et al.: Dreifarbenphotometrie der Milchstraße, in: Astron.Journal 76, 691 (U), Mitteilungen AG 38, 152 (B) und Mitteilungen AG 55, 182 sowie 60, 294 (V). Siehe auch Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße.

Kimeswenger, St.: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie. Dissertation, Ruhr-Universität Bochum 1989. Siehe auch gleichnamigen Gastvortrag.

L.Kühn, Das Milchstraßensystem, Bauplan und Entwicklung unseres Sternsystems. Bücher der Zeitschrift Naturwissenschaftl.Rundschau, Wissenschaftliche Verlagsgesellschaft, Stuttgart 1978.

Mihalas, D., Binney, J.: Galactic Astronomy, 2.Ed., Freeman, San Francisco 1981.

Scheffler, H., Elsässer, H.: Bau und Physik der Galaxis. Lehrbuch für Studierende und fortgeschrittene Liebhaber der Astronomie, sowie für Physiker und andere Naturwissenschaftler, die sich in Probleme der Erforschung unserer Galaxis einarbeiten wollen, auch für Astronomiedozenten. B.I.Wissenschaftsverlag, Bibliographisches Institut, Mannheim / Wien / Zürich 1982. Siehe umseits wiedergegebenes Inhaltsverzeichnis. Das Werk enthält auch eine umfangreiche Literaturliste.

Im Augenblick vergriffen; eine Neuauflage ist für Ende 1990 in Vorbereitung.

Bau und Physik der Galaxis

H. Scheffler, H. Elsässer

INHALTSVERZEICHNIS

Einleitender Überblick	13
I. Positionen, Bewegungen und Entfernungen der Sterne – Begriffe und Methoden	
1. <i>Örter und Bewegungen</i>	
1.1 Astronomische Koordinatensysteme	42
1.2 Zeitliche Änderungen der Sternkoordinaten	50
1.3 Raumgeschwindigkeiten und Sonnenbewegung	60
1.4 Das Fundamentale Astronomische Koordinatensystem	65
1.5 Extragalaktisch verankertes Bezugssystem, Radioastrometrie	69
2. <i>Entfernungen</i>	
2.1 Primäre Methoden	74
2.2 Sekundäre Methoden	83
II. Aufbau und Kinematik des Sternsystems	
1. <i>Scheinbare Verteilung der Sterne</i>	
1.1 Allgemeine Sternzählungen, integriertes Sternlicht	90
1.2 Scheinbare Verteilung der einzelnen Sternstypen	94
1.3 Verteilung der Flächenhelligkeit der Milchstraße im Sichtbaren und im Infrarot	97
2. <i>Das Sternfeld der Sonnenumgebung</i>	
2.1 Methoden der Stellarstatistik	101
2.2 Leuchtkraftfunktion und räumliche Verteilung der Sterne	115
2.3 Bewegungen der Sterne der Sonnenumgebung	132
3. <i>Großräumige Verteilung der Sterne</i>	
3.1 OB-Sterne, junge offene Sternhaufen und OB-Assoziationen	150
3.2 Kugelförmige Sternhaufen, RR Lyrae-Sterne und Cepheiden	156

Inhaltsverzeichnis

3.3 Sterne im galaktischen Halo	172
3.4 Flächenhelligkeit in der Milchstraße und galaktische Struktur, Sternemission des Zentralgebietes	175
4. <i>Großräumige Bewegung der Sterne</i>	
4.1 Scherung, Drehung und Dilatation des Geschwindigkeits- feldes	183
4.2 Rotation der galaktischen Scheibe	188
4.3 Objekte des galaktischen Halos	193
5. <i>Zusammenfassende Übersicht, Sternpopulationen</i>	
5.1 Untersysteme	195
5.2 Sternpopulationen und Entwicklung der Galaxis	198
III. Interstellare Phänomene	
1. <i>Das allgemein verbreitete Medium</i>	
1.1 Interstellare Extinktion	204
1.2 Interstellare Polarisation	216
1.3 Reflexionsnebel und Galaktisches Streulicht	222
1.4 Interstellare Absorptionslinien in Sternspektren	227
1.5 Die 21cm-Radiolinie des interstellaren Wasserstoffs	236
1.6 Linienemission interstellarer CO-Moleküle	247
1.7 Kontinuierliche Radioemission	250
1.8 Faradayrotation im interstellaren Magnetfeld und Dispersion der Strahlung diskreter Radioquellen	254
1.9 Interstellares Strahlungsfeld, Röntgen- und Gamma- strahlung, Kosmische Teilchenstrahlung	259
2. <i>Interstellare Wolken</i>	
2.1 Diffuse Emissionsnebel: Optische Erscheinung	271
2.2 Kontinuierliche Radioemission von HII-Regionen	283
2.3 Radio-Rekombinationslinien von HII-Regionen	291
2.4 Infrarotemission von HII-Regionen	292
2.5 Dunkelwolken: Optische Daten	299
2.6 Dunkelwolken hoher Extinktion und IR-Quellen	304
2.7 Molekülwolken	305
2.8 Maser-Punktquellen	312
2.9 Interstellare Wolken und Sternentstehung	315

Inhaltsverzeichnis

IV. Physik der interstellaren Materie

1. <i>Strahlung im interstellaren Gas</i>	
1.1 Strahlungstransport	321
1.2 Linienemission und -absorption unter interstellaren Bedingungen	325
1.3 Kontinuierliche Emission und Absorption	347
2. <i>Zustand des interstellaren Gases</i>	
2.1 Ionisation	356
2.2 Bildung und Dissoziation interstellarer Moleküle	370
2.3 Wärmehaushalt und kinetische Temperatur des Gases	378
2.4 Zustand von Molekülwolken und HII-Regionen	393
2.5 Elementhäufigkeiten im interstellaren Gas	407
3. <i>Die interstellaren Staubteilchen</i>	
3.1 Optik kleiner fester Partikel	418
3.2 Natur der interstellaren Staubteilchen	425
3.3 Wechselwirkungen mit dem Strahlungsfeld, dem Gas und dem Magnetfeld	436
4. <i>Verteilung und Bewegung der interstellaren Materie</i>	
4.1 Lokale Verteilung und Wolkenstruktur des Staubes	446
4.2 Dichte und Wolkenstruktur des neutralen Wasserstoffs in der Sonnenumgebung	454
4.3 Der neutrale Wasserstoff großräumig	463
4.4 Großräumige Verteilung von HII-Regionen und Molekülwolken	472
V. Dynamik der Galaxis	
1. <i>Stellardynamik</i>	
1.1 Problemstellung, Grundgleichungen	480
1.2 Nahe Sternbegegnungen, Relaxation	486
1.3 Dynamik von Sternhaufen unter Berücksichtigung von „Stößen“	492
1.4 Stoßfreie Dynamik des galaktischen Sternsystems	496
1.5 Die Massenverteilung in der Galaxis	514

Inhaltsverzeichnis

2. <i>Gravitative Theorie der Spiralstruktur</i>	
2.1 Problemstellung und Überblick	528
2.2 Spiralförmige Dichtewellen	531
3. <i>Dynamik des interstellaren Gases</i>	
3.1 Problemstellung und Grundlagen	545
3.2 Dynamisches Gleichgewicht des Gases	555
3.3 Stoßfronten im interstellaren Gas	563
3.4 Kondensation des Gases und galaktische Evolution	572
Anhang A: Grundformeln für die Transformation astronomischer Koordinaten	592
Anhang B: Energiezustände und Übergänge von Molekülen	597
Anhang C: Karten zur graphischen Ermittlung von genäherten galaktischen Koordinaten	604
Astronomische und physikalische Konstanten	606
Lateinische Sternbildnamen	608
Ergänzende und weiterführende Literatur	609
Quellen-Nachweis der Tabellen	627
Abbildungsnachweis	629
Register	635

o.o.o

Gilmore, G., Carswell, B.: *The Galaxy*. NATO ASI Series C, Math.-Phys.Sciences Vol.207. D.Reidel Publ.Comp., Dordrecht 1987.
 Siehe auch umseitiges Inhaltsverzeichnis.

Binney, J., Tremaine, S.: *Galactic Dynamics*. Princeton University Press, 1987.

Bok, B.J.: *Our Bigger and Better Galaxy*, in: *Mercury*, September/October 1981.

5. Fortsetzung Beilage: Ausgewählte Literatur zur Milchstraße

The Galaxy

G. Gilmore, B. Carswell. Inhaltsverzeichnis:

Preface	vii
List of Participants	ix
Photograph	xii
Index to Photograph	xiii
GALACTIC DISTANCE SCALES M.W. Feast	1
COMPARISON OF THE GALAXY WITH EXTERNAL SPIRAL GALAXIES P.C. van der Kruit	27
THE GALACTIC CENTER Reinhard Genzel	51
THE HIGH ENERGY GALAXY Catherine J. Cesarsky	81
MOLECULAR CLOUDS IN THE GALAXY P.M. Solomon and A.R. Rivolo	105
THE MORPHOLOGY OF COOL, DIFFUSE GAS AND DUST IN THE GALAXY W.B. Burton and E.R. Deul	141
HIGHLY EVOLVED STARS IN THE GALAXY AS SEEN BY IRAS AND IN OH SURVEYS H.J. Habing	173
NONLINEAR PHENOMENA IN SPIRAL GALAXIES G. Contopoulos	199
STELLAR SUPERCLUSTERS AND GROUPS Olin J. Eggen	211
AN INVESTIGATION OF THE RELATIONS BETWEEN AGE, CHEMICAL COMPOSITION AND PARAMETERS OF VELOCITY DISTRIBUTION BASED ON $uvby\beta$ PHOTOMETRY OF F STARS WITHIN 100 PARSEC B. Strömgren	229
THE MULTIVARIATE STELLAR DISTRIBUTION FUNCTION Gerard Gilmore and Rosemary F.G. Wyse	247
THE STRUCTURE OF THE GALACTIC HALO F.D.A. Hartwick	281
KINEMATICS OF OLD STARS K.C. Freeman	291
POPULATION STUDIES OF THE GALAXY - CONSTRAINTS ON THE THIN DISK, THICK DISK AND THE HALO John Norris	297
KINEMATICS AND GALACTIC STRUCTURE Allan Sandage	321
GALACTIC CHEMICAL EVOLUTION B.E.J. Pagel	341
MASS LOSS FROM SINGLE AND CLOSE BINARY STARS Icko Iben Jr.	365
DYNAMICAL EVOLUTION OF THE GALACTIC DISK Burkhard Fuchs and Roland Wielen	375
THE GALAXY IN ACTION SPACE James Binney	399
THE FORMATION OF THE GALAXY James E. Gunn	413
Index	431

Weiteres in den Literaturangaben der folgenden Beiträge und im Literatur-Referat des Seminars 1988 "Galaxien".

Prof. Hermann Mücke, Hasenwartg. 32, A-1238 Wien.

WIEDERGABE AUS "HANDBUCH DER ASTRONOMIE",
das Claudios Ptolemaios um die Mitte der
Regierung des römischen Kaisers Antoninus
Pius (138 bis 161 n.Chr.) unter dem Titel

Μαθηματικῆς Συντάξεως βιβλία ιγ

in Alexandria (Ägypten) verfaßt hat.
Das achte der dreizehn Bücher oder besser
Abschnitte, in denen das himmelskundliche
Wissen jener Zeit dargestellt wird, ent-
hält im zweiten Kapitel die Beschreibung
der Milchstraße, wie sie sich dem freien
Auge nach Lage und Form zeigt. Das Original
ist griechisch verfaßt; deutsch nach
K.Manitius, mit Vorwort und Berichtigungen
von O.Neugebauer. Neuausgabe: B.G.Teubner
Verlagsgesellschaft, 2 Bände, Leipzig 1963.

Zweites Kapitel.

Die Lage der Milchstraße.

Der Fixsternkatalog ist hiermit zum Abschluß gebracht.
Wie es die logische Reihenfolge fordert, werden wir im An-
schluß daran die Lage der Milchstraße schildern, so gut dies
möglich ist und wie es uns die Beobachtung ihrer einzelnen
5 Teile an die Hand gegeben hat. Gleichzeitig wollen wir
den Versuch machen, der scheinbaren Formlosigkeit, welche
sie hier und da zeigt, bestimmten Umriß zu verleihen.

Daß der Kreis der Milchstraße nicht ein Kreis schlecht-
hin, sondern ein Gürtel ist, der allenthalben sozusagen die

Farbe der Milch zeigt — daher auch die Benennung —, aber
auch nicht ein gleichförmiger und regelrechter Gürtel, son-
dern ein nach Breite, Färbung, Dichtigkeit und Lage ver-
schiedengearteter, sowie daß er an einer Stelle doppelt ist:
diese Wahrnehmung dürfte sich wohl schon bei oberflächlicher
6 Betrachtung dem Auge aufdrängen. Geht man aber auf
Einzelheiten ein, die einer aufmerksameren Beobachtung be-
dürfen, so finden wir folgendes zu berichten.

Der doppelte Teil des Gürtels hat sozusagen zwei Zu-
sammenschlußstellen, die eine bei dem Räucheraltar, die andere
10 bei dem Schwan, jedoch nur in dem Sinne, daß der voran-
gehende (westliche) Gürtel mit dem andern (östlichen) in
keinerlei Zusammenhang steht — denn er läßt an
beiden Zusammenschlußstellen, sowohl an der bei dem Räucher-
altar als auch an der bei dem Schwan, (freie) Zwischen-
15 räume —, während der nachfolgende (östliche) Gürtel mit
dem übrigen Teile der Milchstraße allenthalben zusammen-
hängt und mit ihm einen Gürtel bildet, durch welchen wohl
auch ein genau die Mitte einhaltender größter Kreis gehen
könnte. Diesen Gürtel wollen wir zuerst besprechen, wobei
wir mit seinen südlichsten Teilen beginnen. 21

Diese Teile gehen durch die Füße des Zentauren, sind
aber wesentlich dünner und lichtärmer. Der Stern (β Crucis)
am Bug des rechten Hinterfußes (Kat. 31) ist ein wenig
südlicher als die nördliche Grenzlinie der Milchstraße, gleicher-
25 weise der Stern (β) am Knie des linken Vorderfußes (Kat. 36)
und der (α Crucis) unter dem Knöchel des rechten Hinter-
fußes (Kat. 32). Dagegen liegt der Stern (λ) am Bug des
linken Hinterfußes (Kat. 33) mitten in der Milchstraße,
während der (?) am Knöchel desselben Fußes (Kat. 34) und
30 der (α) am Knöchel des rechten Vorderfußes (Kat. 35) von
dem südlichen Rande ungefähr 2° , wie der größte Kreis 360°
hat, nach Norden zu entfernt liegen. Die Teile in der Gegend
der Hinterbeine sind ein wenig dichter.

Im weiteren Verlauf ist der nördliche Rand der Milch-
35 straße von dem Stern (ξ) an der Hüfte des Wolfes (Kat. 10)
ungefähr $1\frac{1}{2}^\circ$ entfernt, während der südliche Rand den Stern (ξ)

an der Brennröhre des Räucheraltars (Kat. 7) innerhalb liegen läßt, aber von den beiden dicht nebeneinander stehenden ($\gamma\beta$) an der Brandstelle (Kat. 5. 6) den nördlicheren (β) und von den beiden ($\sigma\theta$) an der Basis (Kat. 1. 2.) den südlicheren (θ) noch berührt. Der Stern (ϵ) im nördlichen Teile der Brandstelle (Kat. 4) und der Stern (α) in der Mitte derselben (Kat. 3) liegen in der Milchstraße selbst. Diese Teile sind wesentlich dünner.

Weiterhin schließt der nördliche Teil der Milchstraße die drei Schwanzgelenke ($\theta\iota\kappa$) vor dem Stachel ($\lambda\nu$) des Skorpions (Kat. 17—21) und den dem Stachel nachfolgenden Nebelfleck (Kat. 22) ein, während der südliche Rand den Stern (η) am vorderen rechten Knöchel des Schützen (Kat. 25) berührt und den (δ) an der linken Hand (Kat. 2) in sich schließt. Der Stern (ϵ) im südlichen Teil des Bogens (Kat. 3) steht außerhalb der Milchstraße, der Stern (γ) an der Pfeilspitze (Kat. 1) mitten darin; auch die Sterne ($\lambda\mu$) im nördlichen Teil des Bogens (Kat. 4. 5) liegen in der Milchstraße, jeder von beiden etwas mehr als 1° von dem ihm nahen Rande entfernt, der südliche (λ) vom südlichen, der nördliche (μ) vom entgegengesetzten. Die Teile in der Gegend der drei Schwanzgelenke ($\theta\iota\kappa$) sind ein wenig dichter, die um die Pfeilspitze (γ) sind stark verdichtet und erscheinen rauchartig.

Die weiterhin sich anschließenden Teile sind ein wenig dünner und erstrecken sich unter Einhaltung nahezu derselben Breite längs des Adlers hin. Der Stern (θ) am Ende des Schwanzes der Schlange (Kat. 18), welche der Schlangenträger hält, liegt im reinen Himmelsblau und ist ein wenig mehr als 1° von dem vorangehenden (westlichen) Rande der Milchstraße entfernt. Von den unter dem Adler liegenden glänzenden Sternen liegen die beiden vorangehenden (Kat. 12. 15) in der Milchstraße selbst, der südlichere (λ Ant.) 1° entfernt von dem nachfolgenden (östlichen) Rande, der nördlichere (δ Ant.) 2° . Der nachfolgende (σ) von den Sternen ($\mu\sigma$) in der rechten Schulter des Adlers (Kat. 7. 8) berührt den nämlichen Rand, der vorangehende (μ) wird innerhalb

eingeschlossen, ebenso auch der vorangehende glänzende (γ) von den Sternen ($\gamma\varphi$) im linken Flügel (Kat. 5. 6.) Der glänzende Stern (α) auf dem Rücken (Kat. 3) und die beiden ($\beta\sigma$) mit ihm auf einer Geraden (?) stehenden (Kat. 2. 4) berühren nahezu gleichfalls den nämlichen Rand. Alsdann liegt der ganze Pfeil in der Milchstraße eingeschlossen, und zwar ist der Stern (γ) an der Spitze (Kat. 1) 1° von dem östlichen Rande entfernt, der (β) am Ende des Einschnitts am Schaft (Kat. 5) 2° von dem westlichen. Die beiderseits des Adlers liegenden Teile sind ein wenig dichter, die übrigen ein wenig dünner.

Weiterhin tritt die Milchstraße an den Schwan heran, und zwar wird der nordwestliche Rand in einer hakenförmigen Abzweigung von dem Stern (λ) in der südlichen Schulter des Schwans (Kat. 11) begrenzt, ferner von dem unter ihm in dem nämlichen Flügel (Kat. 10) stehenden Stern (ϵ) und von den beiden Sternen ($\nu\xi$) in dem südlichen Fuße (Kat. 13. 14), während der südöstliche Rand von dem Stern (ξ) am Ende des südlichen Fittigs (Kat. 12) begrenzt wird und die nicht in das Bild miteinbezogenen zwei Sterne unter demselben Flügel (Kat. 18. 19) so einschließt, daß sie von diesem Rande ungefähr 2° entfernt bleiben. Die um den Flügel gelegenen Teile sind ein wenig dichter.

Die weiterhin folgenden Teile hängen zwar mit diesem Gürtel zusammen, sind aber bedeutend dichter und gehen wie von einem anderen Anfangspunkte aus; denn sie neigen sich den äußersten Teilen des anderen Gürtels zu und schließen sich, indem sie eine Lücke nach diesem hin lassen, von der südlichen Seite her an den Gürtel an, mit dessen Beschreibung wir zunächst beschäftigt sind. Dieser ist an der Zusammenschlußstelle zwar sehr dünn, fängt aber hinter der nach dem anderen Gürtel zu gelassenen Lücke an dichter zu werden, und zwar von dem glänzenden Stern (α) am Sterz des Schwanes (Kat. 5) und der im nördlichen Knie (Kat. 17) stehenden nebelartigen Gruppe (ω^2 mit ω^1 und ω^3) ab. Dann beschreiben diese Teile einen leichten Bogen bis zu dem Stern (ξ) im südlichen Knie (Kat. 14) und erstrecken

ihre allmählich abnehmende Dichtigkeit bis zur Tiara des Cepheus. Begrenzt werden sie an der nördlichen Seite durch den südlichen (ϵ) von den drei Sternen ($\epsilon\xi\lambda$) in der Tiara (Kat. 9. 10. 11) und dem (δ) diesen nachfolgenden 5 (Kat. 13). Hier bilden diese Teile zwei Ausläufer; der eine verläuft in nordöstlicher, der andere in südwestlicher Richtung.

Alsdann umschließt die Milchstraße die Kassiopeja ganz mit Ausschluß des Sterns (ι) am Ende des Fußes (Kat. 7). Der südliche Rand wird begrenzt von dem Stern (ξ) im Kopf 10 der Kassiopeja (Kat. 1), der nördliche von dem Stern (κ) am Fuße des Throns (Kat. 11) und von dem Stern (ϵ) an dem Schienbein der Kassiopeja (Kat. 6); die übrigen Sterne dieses Bildes und seiner Umgebung liegen alle innerhalb der Milchstraße. Die Teile an den Rändern verlaufen in dünnerem 15 Erguß, während die in der Mitte der Kassiopeja gelegenen eine in der Längsrichtung sich erstreckende Dichtigkeit zeigen.

Weiterhin liegt die rechte Seite des Perseus innerhalb der Milchstraße. Ihre nördliche Seite, welche sehr dünn ist, begrenzt der vereinzelt Stern (H 34 Cam.) außerhalb des rechten Knies 20 des Perseus (Kat. 28), die südliche Seite, welche sehr dicht ist, der glänzende Stern (α) in der rechten Seite (Kat. 7) und von den drei ($\sigma\psi\delta$) südlich davon stehenden (Kat. 8. 9. 10) die beiden nachfolgenden ($\psi\delta$). In ihr umschlossen liegt auch der Nebelfleck (h) am Griff (Kat. 1), ferner die Sterne 25 (τ) im Kopf (Kat. 5), (γ) an der rechten Schulter (Kat. 3) und (η) am rechten Armbug (Kat. 2), mitten in der Milchstraße das Viereck ($A\lambda\mu c$) im rechten Knie (Kat. 17. 18. 19), ferner der Stern (d) an der rechten Wade (Kat. 20), endlich gleichfalls noch ein wenig innerhalb der südlichen Seite der Stern (e) an der rechten Ferse (Kat. 21).

30 Hierauf läuft der Gürtel, indem er den Eindruck merklich dünneren Ergusses macht, durch den Fuhrmann. Der Stern (α) an der linken Schulter, die sogenannte Capella (Kat. 3), und die beiden Sterne ($\nu\tau$) am rechten Ellbogen 35 (Kat. 5) berühren nahezu den nordöstlichen Rand der Milchstraße, der kleine Stern (2) über dem linken Fuß (Kat. 14) im Gewandsaum grenzt die südwestliche Seite ab, der Stern

(χ) über dem rechten Fuß (Kat. 12) liegt $1/2^\circ$ innerhalb derselben Seite, während die beiden dicht nebeneinander stehenden Sterne ($\eta\xi$) am linken Ellbogen, die sogenannten Zicklein (Kat. 8. 9), in der Mitte des Gürtels liegen.

Weiterhin geht die Milchstraße durch die Füße der Zwillinge, indem sie gerade bei den Sternen an den Enden der Füße eine gewisse in der Längsrichtung sich erstreckende Dichtigkeit entwickelt. Der nachfolgende (1) von den drei auf einer Geraden stehenden Sternen (136, 139, 1) unter dem rechten Fuße (β Tauri) des Fuhrmanns (Kat. Zw. 19), von 10 den beiden ($\chi^1\chi^2$) in der Keule des Orion (Kat. 11. 12) der nachfolgende (χ^3) und von den vier Sternen ($\xi\nu f^2 f^1$) am Ende seiner Hand (Kat. 7—10) die beiden nördlichen ($f^2 f^1$) begrenzen den vorangehenden (westlichen) Rand der Milchstraße, der helle Stern (κ Aur.) unter der rechten Hand (θ) 15 des Fuhrmanns (Kat. Zw. 20) und der Stern (ξ) am Ende des nachfolgenden Fußes des nachfolgenden Zwillinges (Kat. 18) liegen ungefähr 1° innerhalb der nachfolgenden (östlichen) Seite, während die Sterne ($\eta\mu\nu\gamma$) an den Enden der übrigen 20 Füße (Kat. 14—17) mitten in der Milchstraße liegen.

Von dort geht der Gürtel an dem Kleinen und dem Großen Hund vorbei, indem er den Kleinen Hund nach Osten zu abtrennt, so daß das ganze Bild nicht unbeträchtlich außerhalb der Milchstraße liegt, während er den Großen Hund nach Westen zu abtrennt, so daß er gleichfalls fast 25 ganz außerhalb liegt. Denn es trifft den Stern (σ^2) auf seinem Rücken (Kat. 12) ein wolkenähnlicher Ausläufer, der auch nahezu die letzterem hintereinander folgenden drei Sterne (65, 67, 68 H) im Nacken (?) des Großen Hundes berührt, wogegen der Stern (19 Mon.) über dem Kopf des Großen Hundes 30 (Kat. 19), der außerhalb und weiter weg vereinzelt steht, ungefähr $2 1/2^\circ$ innerhalb des östlichen Randes liegt. Es ist diese Strömung in ihrer ganzen Ausdehnung merklich dünner.

Hierauf geht die Milchstraße durch die Argo. Der nördliche und vorangehende (m) von den Sternen in dem kleinen 35 Schild des Hinterteils (Kat. 5) begrenzt den westlichen Rand des Gürtels, der Stern (κ) in der Mitte des Schildes (Kat. 6),

die beiden ($\rho\tau$) unter letzterem dicht nebeneinander stehenden (Kat. 7. 8), der glänzende (ξ) am Anfang des Verdecks bei dem Steuerruder (Kat. 17) und von den drei Sternen ($\delta\kappa\varphi$) am Kiel (Kat. 37. 38. 39) der mittelste (κ) berühren ⁵ nahezu die nämliche (westliche) Seite. Den östlichen Rand begrenzt der nördliche (d) von den drei Sternen (dab) am Mastbehälter (Kat. 22. 23. 24), während der glänzende Stern (ι) am Galjon (Kat. 2) 1° innerhalb derselben Seite und der helle Stern (λ) unter dem nachfolgenden kleinen Schild am ¹⁰ Verdeck (Kat. 31) um den nämlichen Betrag eines Grades außerhalb derselben Seite liegt. Der südliche (β) von den zwei hellen Sternen ($\beta\alpha$) in der Mitte des Mastes (Kat. 27. 28) berührt dieselbe (östliche) Seite; die beiden glänzenden Sterne ($\gamma\epsilon$) an derselben Schnittlinie des Kiels (Kat. 35. 36) ¹⁵ stehen ungefähr 2° innerhalb des vorangehenden (westlichen) Randes. Von hier aus schließt sich nunmehr die Milchstraße an den durch die Füße des Zentauren gehenden Gürtel an. Diese durch die Argo gehende Strömung ist ziemlich dünn; wesentlich dichter sind die Teile derselben, welche um den ²⁰ kleinen Schild, um den Mastbehälter und um die Schnittlinie des Kiels herum liegen.

Nachdem der eingangs erwähnte Gürtel, wie (S. 65,14) gesagt, einen (freien) Zwischenraum nach dem bisher beschriebenen Gürtel hin bei dem Räucheraltar gelassen und ²⁵ von dort seinen Anfang genommen hat, schließt er die vom Körper des Skorpions ab (Kat. 12. 13. 14) gezählten drei Schwanzgelenke ($\epsilon\mu\xi$) ein und läßt den nachfolgenden (τ) von den drei Sternen ($\sigma\alpha\tau$) im Körper (Kat. 7. 8. 9) 1° außerhalb des westlichen Randes liegen, während der Stern ³⁰ (η) im vierten Schwanzgelenk (Kat. 16) im reinen Himmelsblau zwischen den beiden Gürteln liegt, von jedem ungefähr gleichweit, d. i. wenig mehr als einen Grad entfernt. Hierauf beschreibt der vorangehende (westliche) Gürtel eine kreisbogenförmige Biegung nach Osten und wird an der west- ³⁵ lichen Seite der Milchstraße begrenzt von dem Stern (η) am rechten Knie des Schlangenträgers (Kat. 12), an der östlichen von dem Stern (ξ) an demselben Schienbein (Kat. 13),

während der vorangehende (A) von den Sternen ($A\theta b 51$) am Ende des nämlichen Fußes (Kat. 14—17) dieselbe Seite berührt. Dann begrenzt weiterhin den westlichen Rand der Stern (μ) unter dem rechten Armbug des Schlangenträgers (Kat. 9), den östlichen der vorangehende (ν) von den beiden ⁵ Sternen ($\nu\tau$) am Ende der nämlichen Hand (Kat. 10. 11). Von dort ab erstreckt sich ein ziemlich großer Zwischenraum von reinem Himmelsblau, in welchem die beiden Sterne ($\xi\eta$) im Schwanz der Schlange (Kat. 16. 17) nach dem Stern (τ) am Ende (der Hand) liegen. Der gesamte (bisher) beschriebene ¹⁰ Teil dieses Gürtels besteht aus einer ganz dünnen, fast luftartigen Strömung mit Ausnahme des Teiles, welcher die drei Schwanzgelenke ($\epsilon\mu\xi$) einschließt, der merklich dichter ist.

Nach dem Zwischenraum beginnt die Milchstraße wieder von neuem bei den vier Sternen (Kat. 25—28), die der rechten ¹⁵ Schulter ($\beta\gamma$) des Schlangenträgers (Kat. 2. 3) nachfolgen. Den östlichen Rand dieses Gürtels begrenzt Berührung haltend der vereinzelt stehende helle Stern (ξ) unter dem Schwanz des Adlers (Kat. 9), den entgegengesetzten der von den oben genannten vier Sternen weiter weg nördlich stehende (Kat. 29). ²⁰

Von da ab zieht sich dieser Gürtel, dünn wie er ist, auch noch zu einem schmalen Streifen in den Teilen zusammen, welche dem Stern (β) am Schnabel des Schwans (Kat. 1) vorangehen, so daß scheinbar der Eindruck einer Lücke hervorgerufen wird. Der übrige Teil desselben von dem Stern ²⁵ (β) am Schnabel bis zu dem Stern (γ) an der Brust des Schwans (Kat. 4) ist indessen sowohl breiter als auch bedeutend dichter. Der Stern (η) am Halse des Schwans (Kat. 3) liegt in der Mitte dieses dichten Teils. Es zweigt sich aber von dem Stern (γ) an der Brust ein dünner Teil nach Norden ³⁰ ab bis zu dem Stern (δ) an der Schulter des rechten Flügels (Kat. 6) und den beiden dicht nebeneinander stehenden ($\sigma^1\sigma^2$) am Ende des rechten Fußes (Kat. 15. 16), wodurch, wie (S. 67,28) gesagt, nach dem anderen Gürtel hin eine reine Lücke entsteht, welche von den genannten Sternen ($\beta\eta\gamma$) des ³⁵ Schwans bis zu dem glänzenden Stern (α) am Sterz (Kat. 5) reicht.

Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstrasse

1. GALAKTISCHE GRADNETZE AN DER HIMMELSKUGEL

Grundlage: Definition der Lage des galaktischen Äquators (Äquator-ebene des Milchstraßensystems) und des galaktischen Nullpunktes (Richtung Sonne-Milchstraßenzentrum) im äquatorealen Koordinatensystem - so zweckmäßig und wirklichkeitsnahe als möglich.

Daher wurde das "alte" System galaktischer Koordinaten (l^I, b^I ; 1900,0) durch das "neue" System (l^{II}, b^{II} ; 1950,0) abgelöst. In beiden Systemen steigt l für $b=0^\circ$ mit α , und es ist $b > 0$ auf Seite mit Sternbild Coma. Der Milchstraßenäquator gibt somit Lage des Milchstraßenbandes am Himmel an. Formeln aus Seminar 1988 "Galaxien":

1.1. Altes System (Ohlsson J., Ann.Obs.Lund, 3, 19; 1932):

l^I, b^I Galaktische Länge, Breite, 1900,0; α, δ Rektaszension, Deklination, hier in dezimal geteilten Altgrad, 1900,0.

$$l^I = 270^\circ - x^I$$

$$\tan x^I = [\sin(190^\circ - \alpha)] / [\cos(190^\circ - \alpha) \sin 28^\circ - \tan \delta \cos 28^\circ]$$

$$\sin b^I = \sin \delta \sin 28^\circ + \cos \delta \cos 28^\circ \cos(190^\circ - \alpha)$$

$$\alpha = y^I + 10^\circ$$

$$\tan y^I = [\sin(l^I - 90^\circ)] / [\cos(l^I - 90^\circ) \sin 28^\circ - \tan b^I \cos 28^\circ]$$

$$\sin \delta = \sin b^I \sin 28^\circ + \cos b^I \cos 28^\circ \cos(l^I - 90^\circ)$$

Galaktische Pole: N $\alpha = 190^\circ, \delta = +28^\circ$ (Com), S $\alpha = 10^\circ, \delta = -28^\circ$ (Scl); Galaktischer Nullpunkt: $\alpha = 280^\circ, \delta = 0^\circ$ (Aql), 1900,0.

1.2. Neues System (Torgård I., Ann.Obs.Lund, 15,16,17; 1961):

l^{II}, b^{II} Galaktische Länge, Breite, 1950,0; α, δ Rektaszension, Deklination, hier in dezimal geteilten Altgrad, 1950,0 (J.Meeus).

$$l^{II} = 303^\circ - x^{II}$$

$$\tan x^{II} = [\sin(192,25^\circ - \alpha)] / [\cos(192,25^\circ - \alpha) \sin 27,4^\circ - \tan \delta \cos 27,4^\circ]$$

$$\sin b^{II} = \sin \delta \sin 27,4^\circ + \cos \delta \cos 27,4^\circ \cos(192,25^\circ - \alpha)$$

$$\alpha = y^{II} + 12,25^\circ$$

$$\tan y^{II} = [\sin(l^{II} - 123^\circ)] / [\cos(l^{II} - 123^\circ) \sin 27,4^\circ - \tan b^{II} \cos 27,4^\circ]$$

$$\sin \delta = \sin b^{II} \sin 27,4^\circ + \cos b^{II} \cos 27,4^\circ \cos(l^{II} - 123^\circ)$$

Galaktische Pole: N $\alpha = 192,25^\circ, \delta = +27,4^\circ$ (Com), S $\alpha = 12,25^\circ, \delta = -27,4^\circ$ (Scl); Gal. Nullpunkt: $\alpha = 265,61^\circ, \delta = -28,92^\circ$ (Sgr), 1950,0.

1. Fortsetzung Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße

2. DIE MILCHSTRASSE - STÜNDLICH UND WELTWEIT

Wir stellen die Lage des Milchstraßenäquators zum Horizont jedes Ortes auf der Erde und für jede Stunde der Jahrhunderte um die Gegenwart so genau dar, wie es für die Betrachtung mit freiem Auge nötig ist.

Dazu brauchen wir den Halbhorizont für die jeweilige geographische Breite, der - für Zwischenwert der geographischen Breite geschätzt - samt Endpunkten (O,W/W,O), Pol und Meridian von der unten stehenden Zeichnung abgepaust wird. Den Sternbilderhimmel der Nord- und Süd-hälfte der Himmelskugel vom Nordpol NP bzw. Südpol SP bis zum Himmelsäquator liefern die beiden Planigloben, die auch die Ekliptik (voll) und den Milchstraßenäquator (strichliert, System II) enthalten. Die Pause wird so auf die Nord- und Südkarte gelegt, wie es die kleinen Lageskizzen neben den Karten angeben.

Der Rand der Planigloben trägt eine Rektaszensionsteilung. Der ge-pauste Meridian muß über die Rektaszension gehen, die für Ort und Zeitpunkt *sichtbar*, also "oben", kulminiert. Diese Rektaszension ist gleich der dort und dann gültigen Sternzeit. Wir erhalten sie nach folgender Regel für 21^h Ortssonnenzeit im

- 1. Halbmonat: Verdoppelte Monatszahl + 2^h,
- 2. Halbmonat: Verdoppelte Monatszahl + 3^h.

Beispiel:

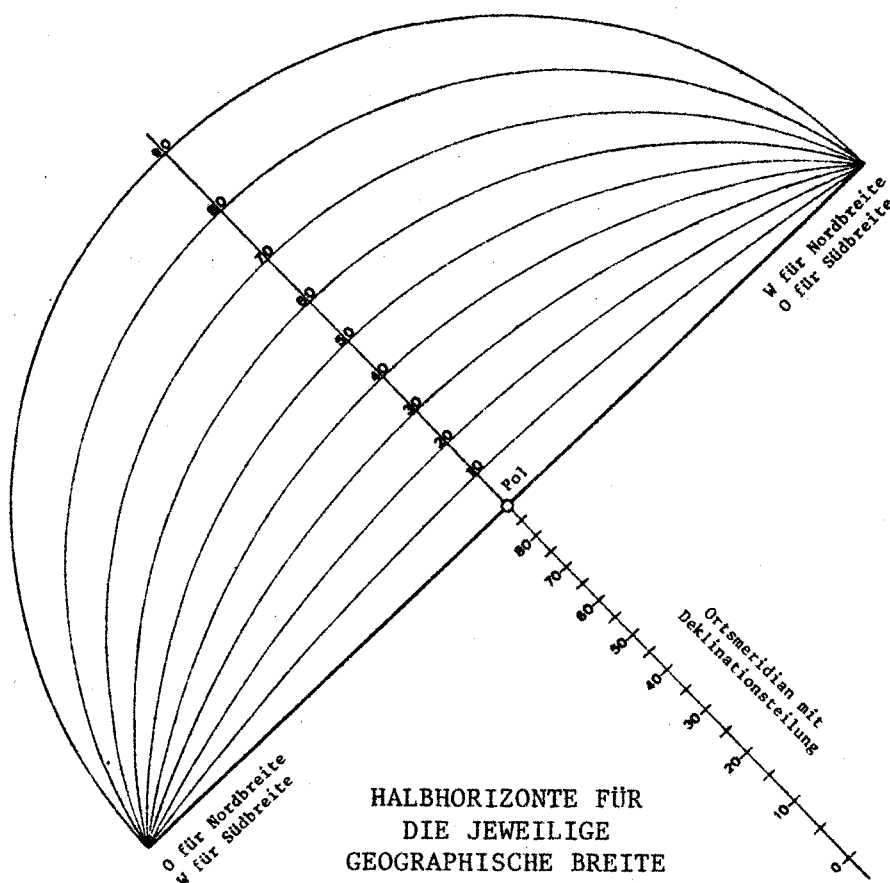
$$7. \text{März}, 23^h: 3 \cdot 2 + 2 = 8^h \text{ für } 21^h; \text{ für } 23^h \\ 8 + 2 = 10^h.$$

$$7. \text{März } 4^h, \text{ also } 17^h \\ \text{vor } 21^h: 8 - 17 = -9^h \\ = -9 + 24 = 15^h.$$

Die Sonne wird auf der Ekliptik nach ihrer ekliptikalen Länge eingetragen:

0°	20.3.	180°	23. 9.
30	20.4.	210	23.10.
60	21.5.	240	22.11.
90	21.6.	270	21.12.
120	22.7.	300	21. 1.
150	23.8.	330	19. 2.
180	23.9.	360	20. 3.

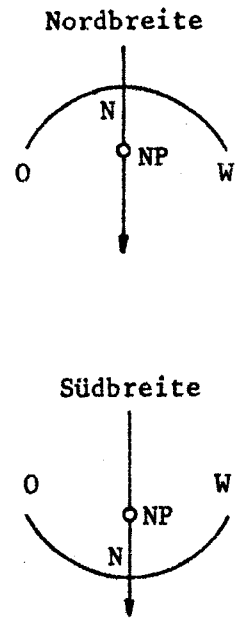
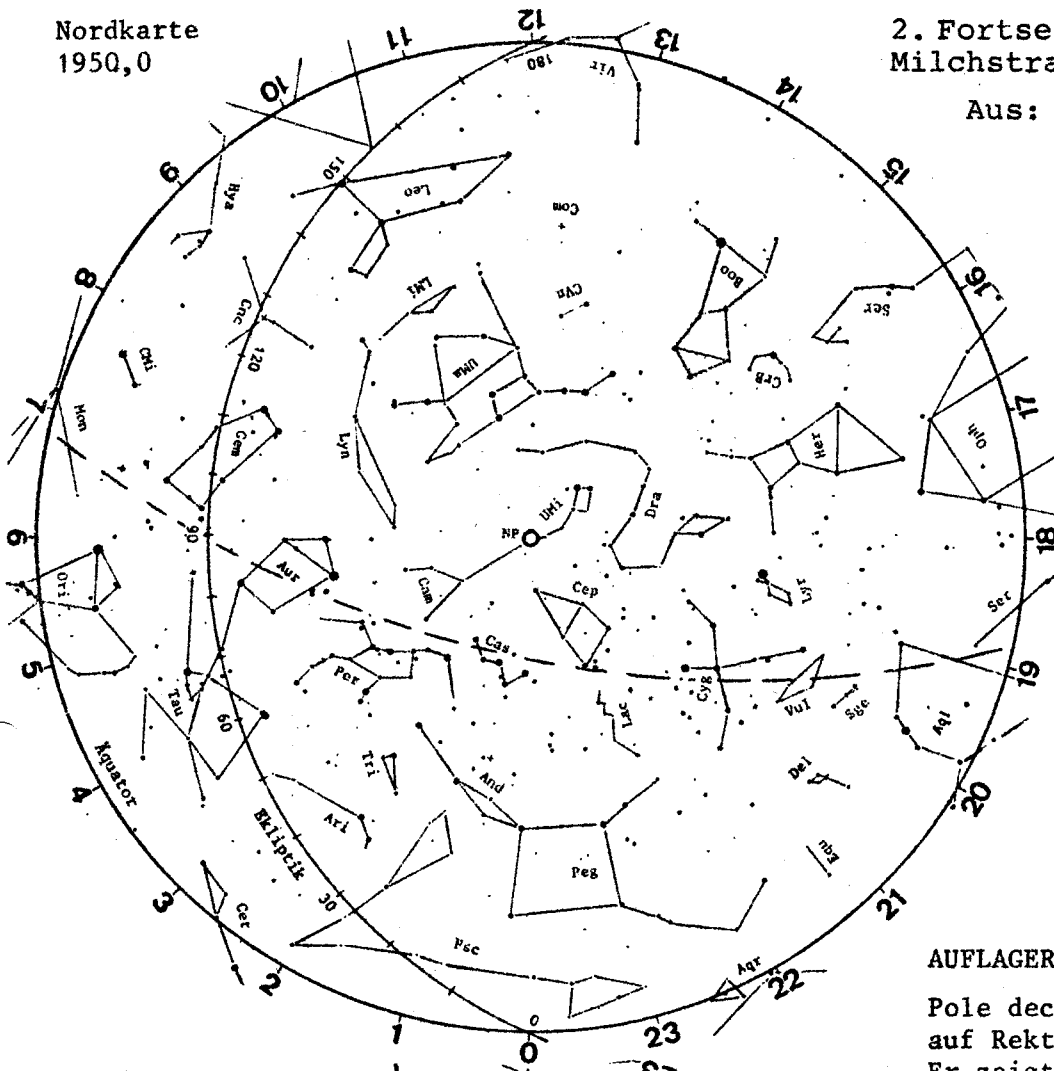
Daraus: Tag, Nacht, Dämmerungsbereich.



Nordkarte
1950,0

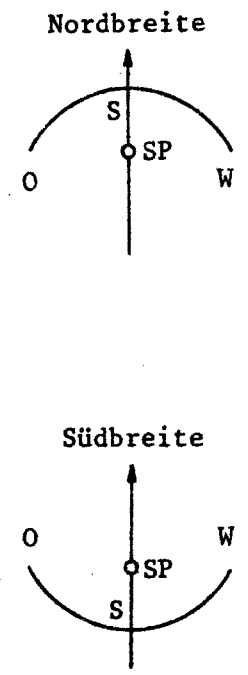
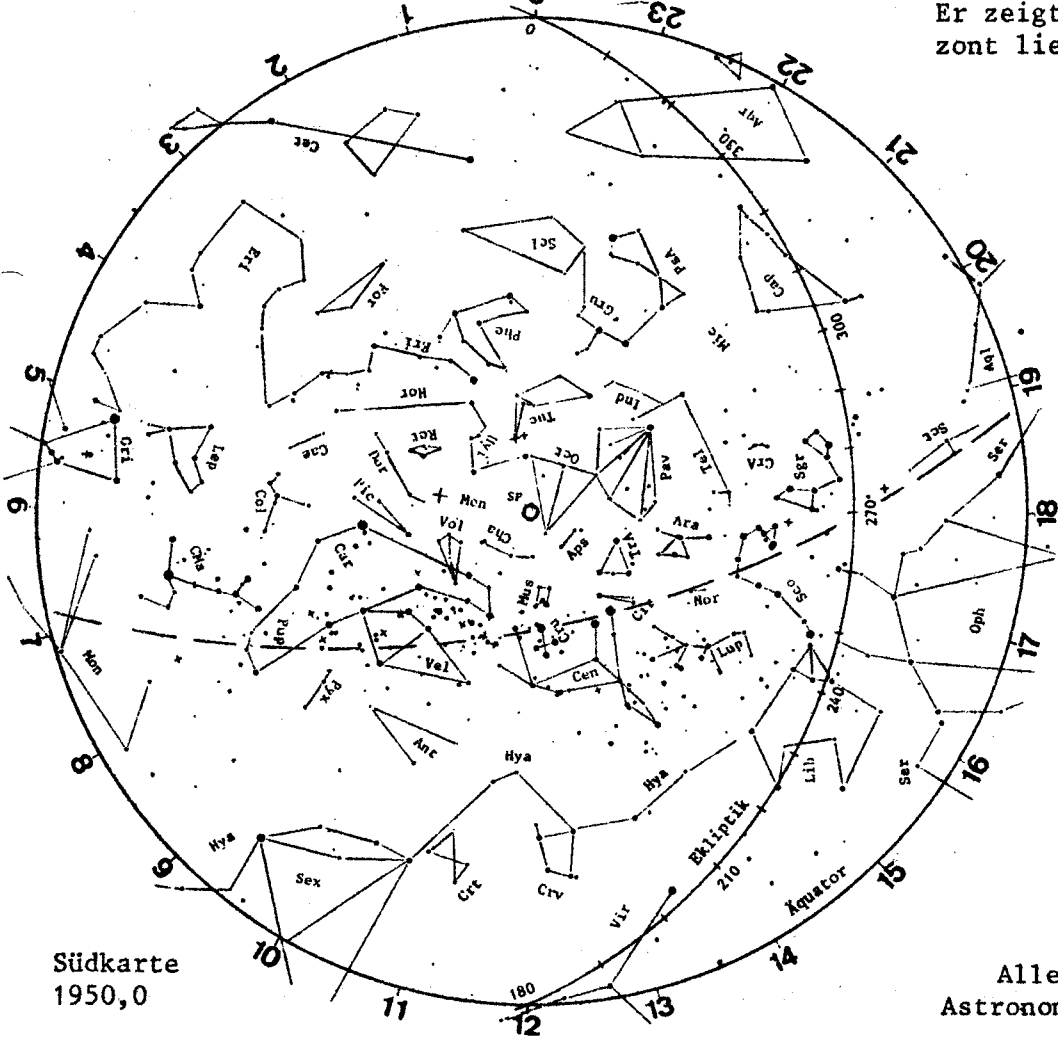
2. Fortsetzung Beilage: Zur
Milchstraßen-Phänomenologie

Aus: Sternbote 1/1990



AUFLAGEREGEL FÜR HORIZONTPAUSE

Pole decken sich; Pfeil zeigt auf Rektaszension = Sternzeit. Er zeigt in die über dem Horizont liegende Himmelshälfte.



Südkarte
1950,0

Alle Rechte vorbehalten
Astronomisches Büro, 1238 Wien

3. Fortsetzung Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße

3. MILCHSTRASSE UND STERNBILDER

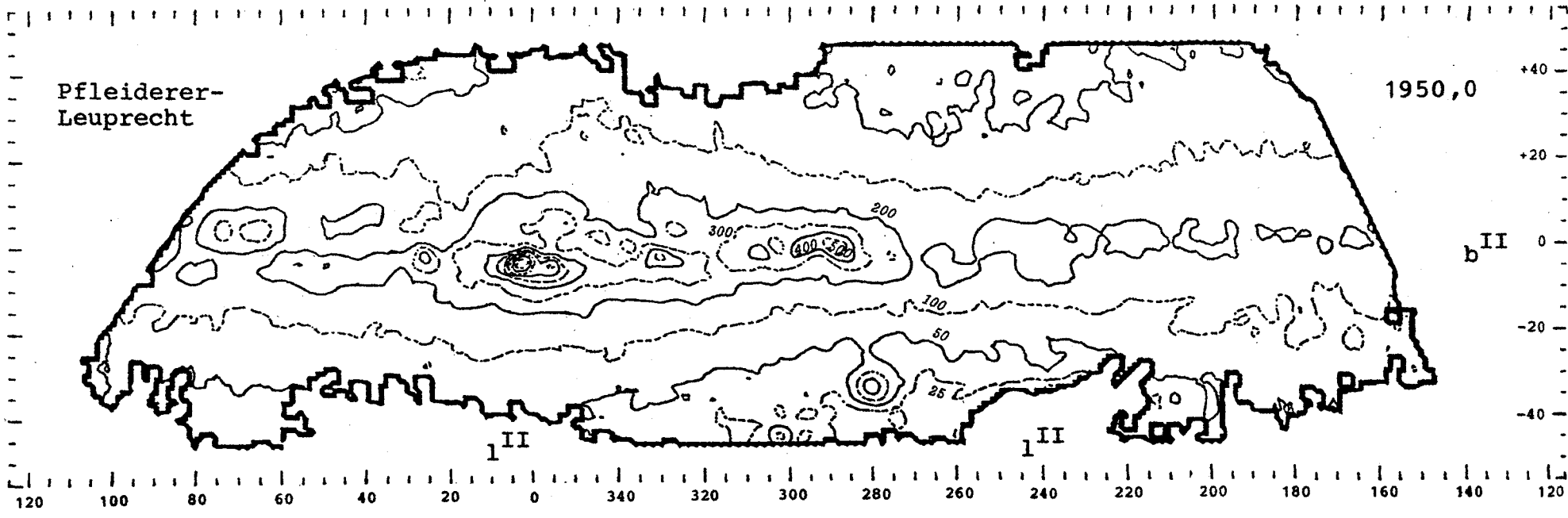
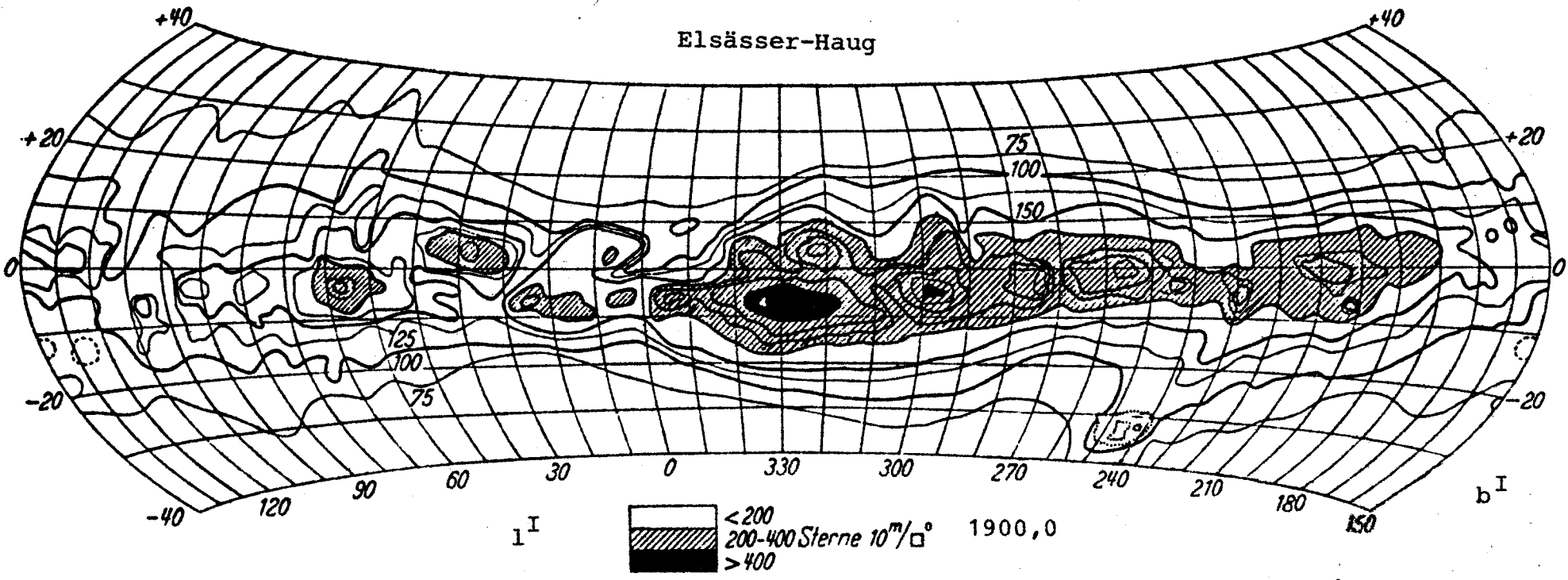
Der Milchstraßenäquator wird vom Grenzzug bestimmter Sternbilder (IAU, Delporte) geschnitten; die galaktische Länge der Mitte des zwischen den Schnittstellen liegenden Milchstraßenäquator-Bogens und das jeweils zugehörige Sternbild wird angegeben. In seltenen Fällen gibt es in einem Sternbild auch zwei getrennte solche Bogenstücke. So wird die Zuordnung Sternbild - Galaktische Länge klar.

Sternbild	l^I	Sternbild	l^I	Sternbild	l^{II}	Sternbild	l^{II}
Aql	359°	Aql	359/12	Sgr	7°	Aql	32/44°
Ser	4	Ara	304	Ser	16	Ara	338
Aql	12	Aur	138	Sct	23	Aur	171
Sge	20	Cam	113	Aql	32	Cam	146
Vul	28	Car	245	Ser	36	Car	288
Cyg	50	Cas	94	Aql	44	Cas	127
Cep	73	Cen	262/277	Sge	53	Cen	294/310
Cas	94	Cep	73	Vul	61	Cep	106
Cam	113	Cir	287	Cyg	83	Cir	321
Per	123	CMa	197	Cep	106	CMa	229
Aur	138	Cru	268	Cas	127	Cru	300
Tau	151	Cyg	50	Per	142	Cyg	83
Gem	155	Gem	155	Cam	146	Gem	188/199
Ori	162	Mon	180	Per	155	Mon	213
Mon	180	Nor	297	Aur	171	Nor	330
CMa	197	Oph	326	Tau	183	Oph	359
Pup	214	Ori	162	Gem	188	Ori	194
Vel	238	Per	123	Ori	194	Per	142/155
Car	245	Pup	214	Gem	199	Pup	245
Cen	262	Sco	316	Mon	213	Sco	349
Cru	268	Sct	350	CMa	229	Sct	23
Cen	277	Ser	344/4	Pup	245	Ser	16/36
Cir	287	Sge	20	Vel	271	Sge	53
Nor	297	Sgr	335	Car	288	Sgr	7
Ara	304	Tau	151	Cen	294	Tau	183
Sco	316	Vel	238	Cru	300	Vel	271
Oph	326	Vul	28	Cen	310	Vul	61
Sgr	335			Cir	321		
Ser	344			Nor	330		
Sct	350			Ara	338		
				Sco	349		
				Oph	359		

4. ZWEI FLÄCHENPHOTOMETRIEN DER MILCHSTRASSE

4.1. Zweifarbenphotometrie von Elsässer und Haug (B,V):

Auflösung in den Isophotekarten 3° bis 5°. Messungen in Bloemfontein 1956 und am Jungfrauoch 1958/59. Die in der Zeitschrift für Astrophysik 50, 121-144 (1960) veröffentlichte Arbeit ist in den Papieren des Sternfreunde-Seminars 1988 "Die Galaxien" voll-



5. Fortsetzung Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße

ständig wiedergegeben; deshalb wird hier nur nochmals die V-Karte gebracht. Ausdrücklich sei auf den Umstand aufmerksam gemacht, daß die ältere, umfangreiche und sich nur auf den photographischen Bereich beziehende Arbeit von Pannekoek und Mitarbeitern (1933, 1949) trotz ihrer Güte heute überholt ist; dessenungeachtet findet sie sich immer noch in modernen Kartenwerken.

- 4.2. Dreifarbenphotometrie von Pfeleiderer und Mitarbeitern (U,B,V): Auflösung in den Isophotekarten 1° bis 2° . Messungen in Rockdale Mountain (Südafrika) 1961/62. Die U-Photometrie wurde von Pfeleiderer und Mayer in Astron.J.76, 691, die B-Photometrie von Pfeleiderer und Classen in Mitt.AG.38, 152 und die V-Photometrie von Pfeleiderer und Leuprecht in Mitt.AG.55, 182 sowie in Mitt.AG.60, 294 veröffentlicht. Die hier wiedergegebene Isophotekarte im V-Band ist noch ganz neu und wurde in Innsbruck für unsere Seminarbeilage dankenswerter Weise geplottet. Sie umfaßt bis auf einen Teil (am Milchstraßenäquator 80° bis 160°) die ganze Milchstraße.

5. DAS ESO MILCHSTRASSEN-PANORAMA

5.1. Umfang:

Von $l^{\text{II}} = 192^\circ$ (Ori) über das Milchstraßenzentrum $l^{\text{II}} = 360^\circ/0^\circ$ bis $l^{\text{II}} = 216^\circ$ (Mon), also mit 24° Überlappung, ist das ganze Milchstraßenband von $b^{\text{II}} = +30^\circ$ bis -30° photographisch wiedergegeben. Die Aufnahmen wurden nicht im V-Band, sondern auf Kodak 153-01 Platten (Technical Pan 2415 Emulsion) gemacht. Ein Vergleich mit den Isophotekarten aus 4. ist deshalb nicht einfach. Die Aufnahmen sind gegenüber der Wahrnehmung mit freiem Auge rötlicher, was aber die Wiedergabe vieler galaktischer Nebel begünstigt. Auflösung: $1'$, entsprechend freiem Auge. Das Panorama enthält rund 350 000 Sterne bis $+11^{\text{mag}}$ und viele wohlbekannte Nebel, Sternhaufen und Galaxien. "Auf den ersten Blick" sieht man z.B. den Großen Orionnebel, den Pferdekopfnebel und die roten Nebel im Orion, die Cirrusnebel und den Nordamerikanebel im Schwan, den Großen Andromedanebel mit Begleitern, Omega Centauri, Centaurus A mit Absorptionsband und natürlich die Große Magellan'sche Wolke. Deutlich treten die Dunkelwolken und die hellen Sterne hervor.

6. Fortsetzung Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße

5.2. Aufnahmen

Die Aufnahmen wurden im Herbst 1984 auf La Silla, Chile und im Frühjahr 1985 auf den Kanarischen Inseln mit Zeiss Biogon 8/38mm f/4,5, Hasselblad SWC, auf 6x6cm Platten gemacht. Die Belichtungszeit betrug 1^h bzw. 1^h30^m.

5.3. Ausstellung

Das ESO Milchstraßen-Panorama ist auf 8 Tafeln von 1m Länge und 1,5m Höhe aufgezogen. Die Tafelränder sind durch einen schmalen Metallrand geschützt, doch fällt die dadurch bedingte Unterbrechung - die Felder überlappen an der Stoßfuge nicht - kaum ins Gewicht.

Dankenswerter Weise konnte ESO dieses Panorama noch gerade rechtzeitig für unser Seminar leihweise zur Verfügung stellen. Im Vorraum des Planetariums der Stadt Wien ist es bogenförmig vor den Eingangstüren des zurzeit wegen Asbest-Entsorgung gesperrten Kuppelsaales samt Erläuterung aufgestellt und so beleuchtet, daß auch die Betrachtung mit dem Leseglas möglich ist.

Eine 58cm und eine 140cm lange Wiedergabe dieses außerordentlich eindrucksvollen und lehrreichen Panoramas ist zusammen mit eingehender Erläuterung in dem prächtigen Bildatlas der ESO "Entdeckungen am Südhimmel" (Laustsen/Madsen/West, Springer Verlag, Berlin, Heidelberg, New York 1987) enthalten.

6. DAS GAUSS-PROJEKT

Dank privater Mitteilung aus Bochum kann hier über neueste Milchstraßenforschungen berichtet werden; auch wenn sie nur rein phänomenologisch betrachtet werden, sind sie äußerst interessant:

"Die Erforschung der Milchstraße ist das Hauptarbeitsgebiet des Astronomischen Institutes der Ruhr-Universität Bochum. Dazu sind neben den unerläßlichen Fernrohr-Beobachtungen auch großräumige Struktur-Untersuchungen notwendig. Die üblichen astronomischen Bildfelder (max 6° x 6° bei Schmidtspiegeln) sind dafür meist zu klein.

6.1. Kamera

Schon in den fünfziger Jahren waren Kugelspiegel-Kameras besonders auf dem Gebiet der Polarlichtforschung im Einsatz. Milchstraße wie Polarlicht sind ähnlich große Phänomene; auch die

7. Fortsetzung Beilage: Zur Phänomenologie der Milchstraße

Meteorforschung braucht große Bildfelder. Die Originalkamera war ein Nachbau der klassischen "All-Sky" bzw. Meteorkamera: 140° Feld bei f/4,3 erforderte 1^h bis 3^h Belichtung, um die Milchstraße zwischen 200 und 800 nm optimal unter Ausschluß der hellsten Sterne zu erfassen. Bodengebunden wurde 1971 auf La Silla, Chile und 1972/73 auf dem Jungfraujoch, Schweiz, gearbeitet; ballongestützte Aufnahme entstanden 1977 bei einem Stratosphärenflug in Palestine, Texas, USA.

Für die deutsche D2-Mission auf dem SPACE SHUTTLE (Feb. 1992) ist ein ähnliches, aber optisch verbessertes System in Fertigung: F/2,5, Bereich bis Lyman α (121,6 nm) herab erweitert. Auch die Hochatmosphäre der Erde (Stereobildpaare des Ozon) wird photographiert werden. Für die ESA-Raumstation COLUMBUS ist eine weiterentwickelte Version in Planung.

Diese sogenannte GAUSS-Kamera (Galaktisches Ultraweitwinkel-Schmidtsystem) hat bisher folgende Ergebnisse erbracht:

6.2. Ergebnisse

- * Sonnensystem: Das Zodiakalband ist reich strukturiert. Die von Kordylewski in den Librationswolken (Erde-Mond) vermuteten Staubansammlungen konnten nicht nachgewiesen werden.
- * Milchstraße Nahbereich: Fragmentierung der Spiralarme in sog. "Schindeln", die mit ca. 1,2 kpc Länge schräg gegen den galaktischen Äquator stehen und sich teilweise überlappen. Existenz eines ausgedehnten Dunkelwolkensystems (sog. "Nördliches Dunkelwolkensystem") in einigen hundert pc Entfernung, mit eigentümlich zellulärer Gestalt. Existenz des "Blauen Bandes der Milchstraße" in B-V, das unberührt von der lokalen Verteilung recht genau entlang des galaktischen Äquators verläuft (Diss. Kimeswenger, Bochum/Innsbruck).
- * Milchstraße Fernbereich: Klassifikation der Milchstraße als Galaxie Sb I-II, in Verbindung damit unabhängige Bestimmung der Hubble-Konstanten (Diss. Kimeswenger)."

Univ.-Prof. Dr. W. Schlosser, Astron. Inst., Ruhr-Universität
Universitätsstr. 150, D-463 BOCHUM 1, Postfach 102148, BRD.

Farbdrucke dieser neuen U-, B- und V-Photometrien und erste hochauflösende photometrische Karte der Südmilchstraße im UV (0,25°) sind im Wiener Planetarium ausgestellt.

Prof. Hermann Mucke
Hasenwartg. 32, A-1238 Wien

Referat: **Die hellsten Sterne des Himmels**

1. Auswahl

Für dieses Referat wurden die 21 scheinbar hellsten Sterne bis zur 1. Größe (1,49mag V) ausgewählt. Diese Sterne werden im Überblick und im Besonderen beschrieben.

1	Sirius	Alpha CMa	-1,46
2	Canopus	Alpha Car	-0,72
3	Rigel Kentaurus	Alpha Cen	-0,29 *
4	Arcturus	Alpha Boo	-0,04
5	Vega	Alpha Lyr	+0,03 var
6	Capella	Alpha Aur	+0,08 var
7	Rigel	Beta Ori	+0,12
8	Procyon	Alpha CMi	+0,38
9	Achernar	Alpha Eri	+0,46
10	Betelgeuse	Alpha Ori	+0,50 var
11	Hadar	Beta Cen	+0,61 var
12	Altair	Alpha Aql	+0,77
13	Aldebaran	Alpha Tau	+0,85 var
14	Antares	Alpha Sco	+0,96 var
15	Spica	Alpha Vir	+0,98 var
16	Acrux	Alpha Cru	+1,05 *
17	Pollux	Beta Gem	+1,14
18	Fomalhaut	Alpha PsA	+1,16
19	Deneb	Alpha Cyg	+1,25 var
20	Mimosa	Beta Cru	+1,25 var
21	Regulus	Alpha Leo	+1,35

* Kombinierte Helligkeiten von Doppelsternen, die in den Sternkatalogen meistens einzeln aufgelistet sind.

var Helligkeit veränderlich

Die Auswahl ist nicht zufällig: es sind dadurch nur die absolut leuchtkräftigsten Sterne der Galaxis in einiger Sonnennähe aufgeführt. Alle behandelten Sterne sind leuchtkräftiger als die Sonne (mit der Ausnahme des Begleiters von Alpha Centauri).

2. Übersicht helle Sterne

2.1. Die Sonne als Stern

Bei der Untersuchung der Sterne ist es von großem Vorteil, daß wir die Sonne, den nächsten Stern, recht gut kennen. Allerdings müssen wir uns mit den augenblicklichen Beobachtungsmöglichkeiten zufrieden geben, die alle Sterne nur als Lichtpunkte erscheinen lassen (mit Ausnahme der Speckle-Interferometrie).

1. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

An der Sonne können wir einen durchschnittlichen Stern beobachten, der sich von 80% der Sterne in der Galaxis nicht allzusehr unterscheidet. Es gibt Sterne mit größerer Masse (bis zu mehr als 100 Sonnenmassen) und auch sehr viel masseärmere Sterne bis hinunter zu 0,1 Sonnenmassen. Der Sonnendurchmesser liegt mit 1,4 Mio km auch etwa in der Mitte zwischen den Überriesen mit bis zu 1000mal größeren Durchmessern und den Weißen Zwergen mit etwa Erddurchmesser. Schließlich liegt auch die Oberflächentemperatur der Sonne mit etwa 5700° K zwischen den heißesten blauweißen Sternen mit bis zu 50000° K und den kühlest roten Sternen mit 2000° K.

2.2. Beobachtungsmethoden

Zunächst können wir mit astrometrischen Beobachtungen die Position eines Sterns und ihre Veränderung über lange Zeiträume (die Eigenbewegung) messen.

Bei den nahen Sternen bis zu etwa 100 Lichtjahren lassen sich mit trigonometrischen Parallaxen die Entfernungen direkt beobachten.

Die Eigenbewegung gibt bei Sternhaufen wie den Hyaden auch eine gute Möglichkeit der Entfernungsbestimmung (Sternstrom-Parallaxen).

Viele Sterne sind Doppelsterne, die mit astrometrischen Beobachtungen ihre Bahn um den gemeinsamen Schwerpunkt und damit ihre Masse erkennen lassen. Sie liefern ebenso dynamische Parallaxen und damit auch die Entfernung.

Photometrische Beobachtungen geben Auskunft über die scheinbare Helligkeit, die Farbe (Farbindizes) und damit auch schon die Strahlung in verschiedenen Wellenlängenbereichen. Damit sind einige physikalische Zustandsgrößen bekannt. Veränderliche können damit klassifiziert und auch genauer beobachtet werden. Damit wird es möglich, die Entfernung zu bestimmten Veränderlichen und Sternhaufen zu bestimmen.

Mit den Mitteln der Spektroskopie lassen sich Sterne nach ihrem Typ klassifizieren sowie in ihrer chemischen Zusammensetzung, ihrer Rotation, Temperatur, Radialgeschwindigkeit und ihre Veränderung (spektroskopische Doppelsterne) usw. bestimmen.

Damit wurde auch die Energiequelle der Sterne erkannt: Sterne strahlen durch Kernreaktionen (Kernfusion) in ihrem Inneren.

Aus theoretischen Untersuchungen dieser Ergebnisse folgen dann auch weitere Zustandsgrößen wie wahre Leuchtkraft, Durchmesser, Masse, innerer Aufbau usw. sowie ein Bild über die Entwicklung der Sterne.

2.3. Spektralklassifikation und HRD

OBAFGKM - das Alphabet der Stellarastronomie - ist eine der Grundlagen unserer Kenntnis von den Sternen. Diese Buchstaben repräsentieren unterschiedliche Spektraltypen, von heißen bis zu kühlen Sternen.

Ein Spektrum ist eine Aufzeichnung der Intensität des Lichts in unterschiedlichen Wellenlängen in der äußeren Hülle eines Sterns. Um zu verstehen, wie diese Aufzeichnung zustande kommt, können wir uns die gasförmige Oberfläche eines Sterns als aus zwei Schichten bestehend vorstellen. Eine tiefe, relativ dichte Schicht produziert ein kontinuierliches Spektrum. Darüber ist kühlere und verdünntere Materie, die Licht spezifischer Wellenlängen absorbiert.

Die kontinuierliche Strahlung - das Kontinuum - ist mit einer Glühbirne vergleichbar und eine gute Annäherung an den perfekten Strahler: den schwarzen Körper. Die Art dieses Lichts hängt nur von der Temperatur ab. Ein heißerer schwarzer Körper sendet mehr blaue als rote Strahlung als ein kühlerer aus. Die obere Schicht einer Sternatmosphäre ist eine Mischung aller Arten von Atomen (und Molekülen in kühlen Sternen) in allen Stadien der Ionisation und elektrischen Anregung. Die Elektronen können auf ihrer Bahn um die Atomkerne nur ganz bestimmte Energiestufen haben, die charakteristisch für ein Atom oder Molekül sind. Wenn die Kontinuumsstrahlung aus den tieferen Schichten durch die obere Schicht dringt, kann ein Atom oder Ion nur Licht ganz bestimmter Wellenlängen aufnehmen. Wenn es genügend Atome einer Sorte gibt, sehen wir eine Verdunkelung im Spektrum: eine dunkle Absorptionslinie.

2. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Aus einem Spektrum der äußeren Regionen eines Sterns können Theoretiker dann die Bedingungen im Stern berechnen, um die beobachteten Eigenschaften zu erklären. So können wir lernen, wie ein Stern seine Energie erzeugt und wie er sich entwickelt.

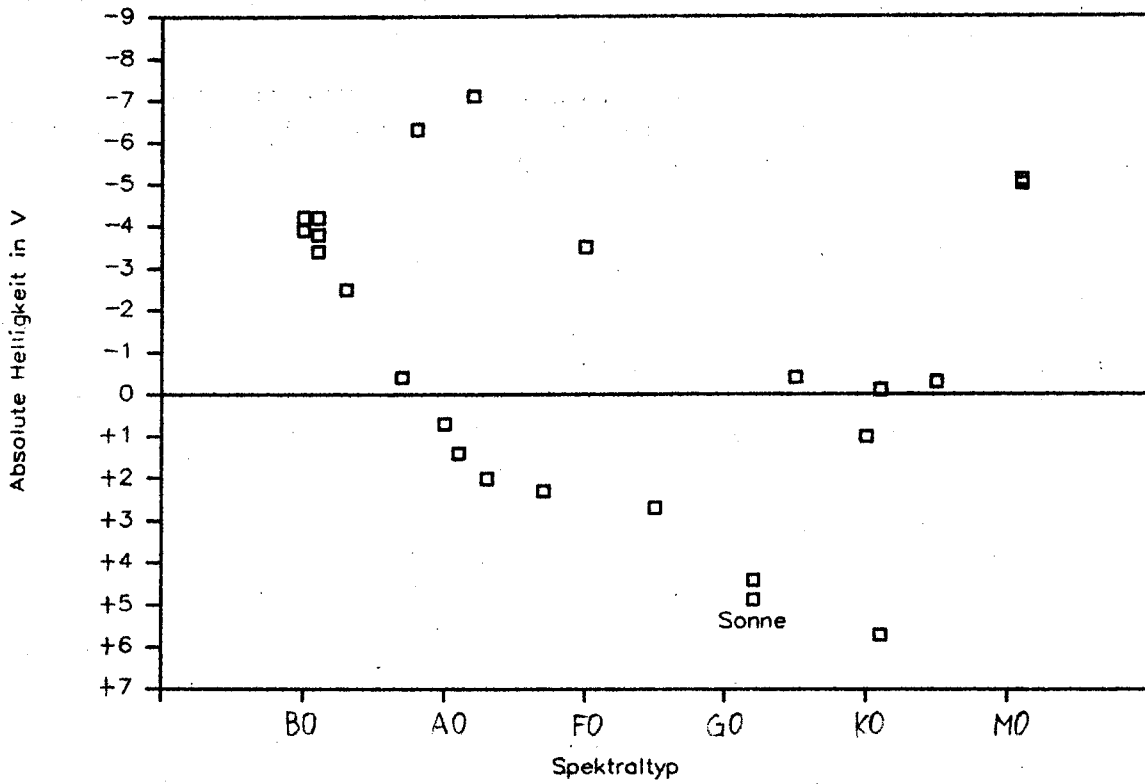
In Harvard wurde um 1900 von Pickering, Fleming und Cannon das uns heute vertraute System OBAFGKM entwickelt. Dabei handelt es sich letzten Endes um eine Temperatursequenz von heiß zu kühl. Man spricht aus historischen Gründen auch von "frühen" bis "späten" Spektraltypen.

Übersicht: Eigenschaften der Spektraltypen

Typ	Farbe	Farbindex B-V	Temperatur K	Spektrum und Beispiele
O	blau	weniger als -0,2	25000-40000	Starke Linien von ionisiertem Helium und hoch ionisierten Metallen; Wasserstofflinien schwach Zeta Orionis (O9.5)
B	blau	-0,2 bis 0,0	11000-25000	Linien des neutralen Helium auffallend; Wasserstofflinien schwächer als beim Typ O Spica (B1), Rigel (B8)
A	blau bis weiß	0,0-0,3	7500-11000	Starke Wasserstofflinien, ionisiertes Kalzium und andere ionisierte Metalle; schwache Heliumlinien Vega (A0), Sirius (A1), Deneb (A2)
F	weiß	0,3 bis 0,6	6000 bis 7500	Wasserstofflinien schwächer als beim Typ A; ionisiertes Kalzium stark; Linien neutraler Metalle werden auffallend Canopus (F0), Procyon (F5), Polaris (F8)
G	weiß bis gelb	0,6 bis 1,1	5000 bis 6000	Zahlreiche starke Linien von ionisiertem Kalzium und anderen Metallen; Wasserstofflinien schwächer als beim Typ F Sonne (G2), Capella (G8)
K	orange bis rot	1,1 bis 1,5	3500 bis 5000	Zahlreiche starke Linien neutraler Metalle Arcturus (K2), Aldebaran (K5)
M	rot	größer als 1,5	3000 bis 3500	Zahlreiche starke Linien neutraler Metalle; starke Molekülbanden (hauptsächlich Titanoxid) Antares (M1), Beteigeuze (M2)

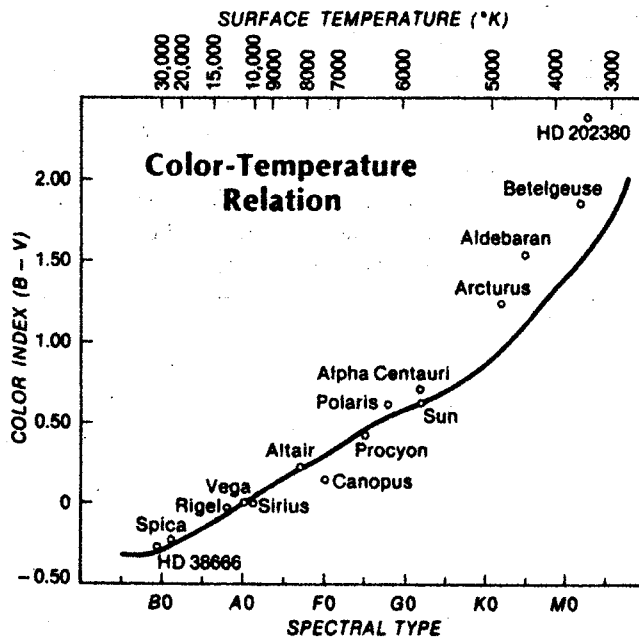
Hertzsprung und Russell entwickelten um 1910 ein Diagramm, das die Leuchtkraft (absolute Helligkeit) zum Spektraltyp (Farbindex) in Beziehung setzt: das H(ertzsprung)-R(ussell)-D(iagramm), auch Farben-Helligkeitsdiagramm.

3. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne



Im obigen HRD sind alle 23 Sterne der Tabelle und zum Vergleich die Sonne eingezeichnet. Man erkennt selbst bei so wenigen Sternen schon die Hauptreihe von links oben nach rechts unten und den Bereich der Riesen rechts oben.

Beziehung zwischen Spektraltyp und Oberflächentemperatur für Hauptreihensterne:

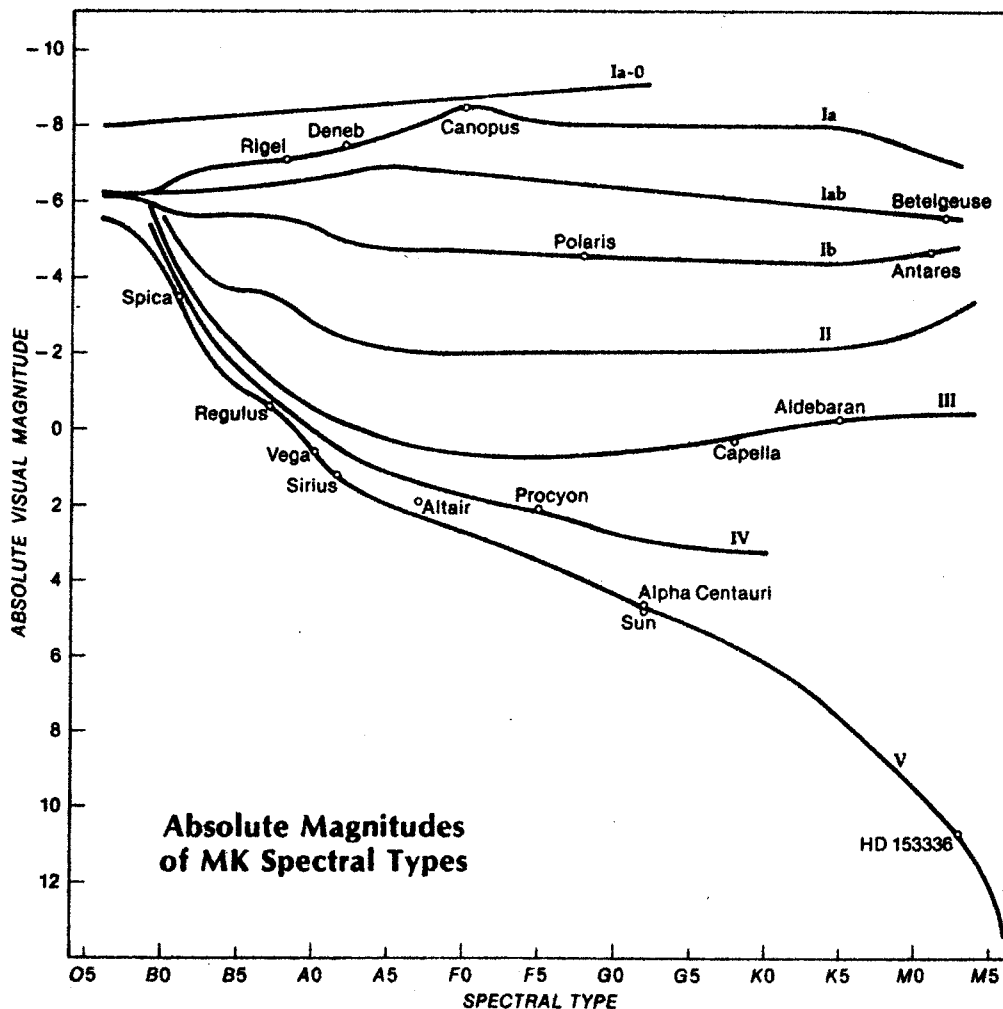


4. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Dieses System wurde 1943 durch Morgan, Keenan und Kellman noch durch die Leuchtkraftklassen zum MKK-, später MK-System erweitert.

Übersicht: Leuchtkraftklassen

0	Die extremen, leuchtkräftigen Überriesen
Ia	Leuchtkräftige Überriesen (Betelgeuse, Deneb)
Ib	Weniger leuchtkräftige Überriesen (Antares)
II	Helle Riesen (Canopus)
III	Normale Riesen (Aldebaran, Capella)
IV	Unterriesen (Acrux)
V	Hauptreihensterne (früher Zwerg genannt) (Altair, Sirius)
VI	sd: Unterzwerge
D	wd: Weiße Zwerge



5. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Übersicht: Parameter eines Sterns aus der Spektralklassifikation

Leuchtkraft- klasse	Masse (Sonnen)			Radius (Sonnen)			eff. Temperatur (K)		
	V	III	I	V	III	I	V	III	I
Spektraltyp:									
B0	17,5	20	25	7,4	15	30	31000	29000	26000
B5	5,9	7	20	3,9	8	50	15000	15000	14000
A0	2,9	4	16	2,4	5	60	9500	10000	9700
G0	1,1	1,0	10	1,1	6	120	6000	5900	5600
K0	0,79	1,1	13	0,85	15	200	5300	4800	4400
M0	0,51	1,2	13	0,60	40	500	3900	3800	3700

Die tatsächliche Strahlungsleistung der Sterne ist meist höher als die im V Band gemessene. Heiße Sterne strahlen sehr viel Energie im Ultraviolett-, kühle sehr viel im Infrarot-Bereich ab. Die Differenz zwischen der tatsächlichen (bolometrischen) und im V Band gemessenen Leuchtkraft nennt man bolometrische Korrektur.

Übersicht: Bolometrische Korrektur

Spektral Typ	Effektive Temperatur	Bolometrische Korrektur $m_{bol} - m_V$
O5	35000	-4,6
B0	21000	-3,0
B5	13500	-1,6
A0	9700	-0,68
A5	8100	-0,30
F0	7200	-0,10
F5	6500	0,00
G0	6000	-0,03
G5	5400	-0,10
K0	4700	-0,20
K5	4000	-0,58
M0	3300	-1,20
M5	2600	-2,10

Handwritten notes and a diagram. The diagram shows a coordinate system with axes labeled 'UV' and 'IR'. A curve is drawn, and there are some handwritten labels like 'UV/IR' and 'M5 Punkt'.

2.3.1. M-Sterne

Es gibt nur zwei M-Sterne 1.Größe: Beteigeuze und Antares. In dieser Klasse gibt es die größten Unterschiede: die leuchtkräftigsten M-Sterne sind 50 Milliarden mal heller als die schwächsten. Alle M-Sterne, die mit freiem Auge sichtbar sind, sind Riesen oder Überriesen - mit freiem Auge ist kein M-Zwerg sichtbar.

Kühle Sterne haben die komplexesten Spektren mit vielen tausend Absorptionslinien. Molekulare Linien geben den Spektren ihr charakteristisches Aussehen. M-Sterne, mit 3000° K Oberflächentemperatur, zeigen Linien von CN, CO, CH, TiO, VO, MgH in dunklen Banden.

Sie strahlen hauptsächlich im Infraroten und erscheinen dem Auge rötlich. Die Gesamtleuchtkraft über alle Wellenlängen (bolometrische Leuchtkraft) eines M5-Sterns ist 2,1 Größenklassen = 7 x größer als die Leuchtkraft im visuellen Bereich.

6. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Die Riesen und speziell die Überriesen wie Beteigeuze sind unglaublich groß und würden das Sonnensystem bis zur Jupiterbahn ausfüllen. Sie sind sehr selten und entwickelten sich erst kürzlich aus viel heißeren Hauptreihensternen. In recht kurzer Zeit, vielleicht 10 bis 100 Mio Jahren, werden sie Weiße Zwerge oder vielleicht Neutronensterne werden.

Ein Spezialfall sind die Kohlenstoffsterne, Spektraltyp N (oder C) und S. Das sind Riesen, die besonders reich an Sauerstoff oder Kohlenstoff sind.

Viele M-Riesen sind auch Veränderliche vom Mira-Typ.

M-Riesen verlieren oft sehr viel Masse in kurzer Zeit und sind oft in Staubhüllen eingebettet, die aus dem ausgestoßenen Gas entstanden.

In ziemlichem Kontrast stehen die M-Zwerge (Hauptreihensterne): sie sind nach Sternmaßstäben winzig, eher Planeten wie Jupiter vergleichbar. Aber es sind die absolut häufigsten Sterne: 90% aller Sterne sind M-Zwerge; sie machen die Hälfte der Masse der Milchstraße aus.

Ihre schwache Leuchtkraft ist auf ihre langsame Energieproduktion zurückzuführen, die in enormer Lebensdauer resultiert: Ein roter Zwerg, der vor 15 Mrd Jahren mit unserer Milchstraße entstand, hat sich seither noch wenig verändert.

Ein M0-Zwerg (absolut +8mag) kann maximal 13 Lichtjahre entfernt sein, um mit freiem Auge sichtbar zu sein. Ein M8-Zwerg (absolut +18mag) dürfte nicht weiter als ein halbes Lichtjahr entfernt sein.

2.3.2. K-Sterne

Beispiele heller K-Sterne sind Arcturus, Pollux und Aldebaran.

K-Riesen sind kleiner und weniger leuchtkräftig als ihre kühleren M-Gegenstücke. Sie sind meistens stabil und keine Veränderlichen.

K-Zwerge sind heller und größer als M-Zwerge. Einige sind mit freiem Auge sichtbar, so etwa der Doppelstern 61 Cygni. Der hellste ist der Begleiter von Alpha Centauri.

2.3.3. G-Sterne

Neben der Sonne - der nächste G Hauptreihenstern - ist das hellste Beispiel der Hauptstern von Alpha Centauri. Ein G-Riese ist z.B. Capella.

Glücklicherweise für uns sind die G-Hauptreihensterne sehr stabil und recht langweilig.

Viele G-Unterriesen sind RS CVn Veränderliche. Diese Sterne zeigen periodischen Lichtwechsel, der auf sehr große Fleckenaktivität zurückgeführt wird.

2.3.4. F-Sterne

Beispiele sind Procyon (ein Unterriese) und Canopus (ein Überriese).

Die Spektren sind einfacher als die kühlerer Sterne. Bei F0 bis F2 wird der Kohlenstoffzyklus der Energieproduktion bedeutender als der Proton-Proton-Zyklus, der in kühleren Sternen vorherrscht. Frühe F Sterne rotieren oft sehr rasch, bis 100 km/s bei F0, noch frühere Sterne sind oft noch rascher.

Viele F Überriesen und Riesen sind Cepheiden: Beispiele sind Delta Cephei und Polaris. Sie erlauben durch die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung die Entfernungsmessung über große Distanzen.

7. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Warum sind so viele F Sterne instabil? Das ist hauptsächlich ein Oberflächenphänomen, nur die äußeren Schichten pulsieren.

Hier gibt es auch die ersten Weißen Zwerge, ein Beispiel ist der Begleiter von Procyon. Dieser Stern hat geringe Leuchtkraft (durch etwa doppelten Erddurchmesser), aber die halbe Sonnenmasse und damit sehr hohe Dichte.

2.3.5. A-Sterne

Viele mit freiem Auge sichtbare Sterne sind vom Typ A, da sie schon sehr leuchtkräftig sind. Neben Sirius ist Wega, Altair und Fomalhaut und als A-Überriese Deneb zu erwähnen.

A-Sterne erscheinen dem freien Auge weiß. Ein A0 Stern wie Wega mit einer Oberflächentemperatur von 10000 K ist als "weiß" definiert: Farbindex B-V = 0,00mag.

Im Spektrum der A-Sterne dominieren breit und dunkel die Wasserstofflinien. Es gibt viele A-Sterne, die chemische Besonderheiten in ihren Spektren aufzeigen. Am (Metalllinien) und Ap (magnetische Sterne) sind zwei berühmte Beispiele.

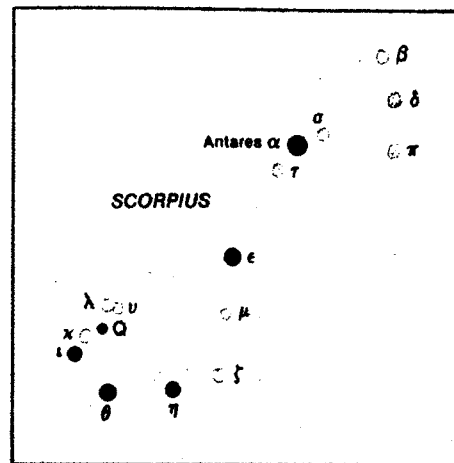
Viele A-Sterne sind instabil und veränderlich: Delta Cephei Sterne, W Virginis Sterne, RR Lyrae Sterne, Delta Sct Sterne usw.

Hier finden wir auch die klassischen Weißen Zwerge. Beispiele sind der Begleiter von 40 Eridani und der Begleiter des Sirius. Sie sind sehr häufig, da sie das Ende der Entwicklung der meisten Sterne darstellen. Die meiste Energie wird hier nicht mehr durch Fusion gewonnen, sondern durch lange zuvor aufgespeicherte Hitze.

2.3.6. B-Sterne

Viele der scheinbar hellsten Sterne sind vom Typ B: Rigel, Achernar, Spica, Regulus. Orion und der Skorpion wären ohne B-Sterne unerkennbar. Die Pleiaden wären verschwunden. Diese Sterne sind über große Entfernungen sichtbar und markieren die Spiralarme der Milchstraße.

B-Sterne sind nicht häufig. Keiner der 100 nächsten Sterne ist vom Typ B. Nur mehr 0,1% der Hauptreihensterne sind vom Typ B. Aber von den 100 hellsten Sternen sind ein Drittel von diesem Typ. Hier sehen wir die Kombination aus geringer Zahl und großer Leuchtkraft, so daß die B-Sterne den freisichtigen Himmel dominieren.



Without its B stars Scorpius would be unrecognizable.

B Sterne teilen viele Eigenschaften mit ihren heißeren Verwandten, den O Sternen. Beide sind heiß, bläulich, und senden viel Strahlung im UV-Bereich aus. Sie sind sehr nahe der Milchstraßenebene, es gibt keine, die mehr als 300 Lichtjahre von der Scheibe entfernt sind. Der Grund dafür ist, daß sie ihre enorme Energieproduktion nicht lange aufrecht erhalten können. Sie sind alle sehr jung und damit nahe ihren Entstehungsstellen, den interstellaren Materiewolken der Milchstraßenebene. Sie gruppieren sich in den Sternassoziationen, so wie denen im Orion und Skorpion.

Oft beleuchten sie ihre Geburtstätten aus interstellarer Materie und in ihrer Nähe sind leuchtende Reflexionsnebel zu sehen. B1 Sterne sind mit 25000 K so heiß, daß sie sehr viel Energie im UV mit Wellenlängen unter 912 Angström aussenden. Diese Strahlung kann jedes Wasserstoffatom ionisieren und damit einen diffusen Nebel, eine H II Region wie den Orionnebel erzeugen.

8. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Im Spektrum sind die Wasserstofflinien weniger dominant, dafür werden Heliumlinien bedeutender.

Auch hier gibt es magnetische Sterne (Bp), viele davon mit starken Linien von Quecksilber und Mangan. (HgMn).

Die meisten B Sterne rotieren sehr rasch, bis über 200 km/s. Manchmal wird dadurch Gas ausgestoßen und bildet einen den Stern umkreisenden Ring (Be, Hüllensterne).

Die B Riesen sind nur eine Größenklasse heller als die Hauptreihensterne. Viele B1 und B2 Riesen sind pulsierende Beta Canis Majoris Veränderliche.

2.3.7. O-Sterne

Am heißesten, bläuesten, hellsten, massereichsten und seltensten sind Superlative, die O Sterne adäquat beschreiben.

Beispiele sind Delta und Zeta Orionis im Gürtel des Orion, Zeta Puppis und Gamma Velorum.

Sie regen die diffusen Nebel wie den Orionnebel zum Leuchten an (Theta Orionis C). Die meiste Strahlung wird im UV abgegeben. Daher ist ihre Gesamtleuchtkraft wesentlich höher als die im V Band bestimmte. Beim Typ O3, der heißesten bekannten Klasse (50000 K), ist die Gesamtleuchtkraft 4mag (40mal) größer als die aus der V Helligkeit ermittelte.

In ihrer spektakulärsten Form versorgen sie uns mit Supernovae. Sterne, die zu massereich sind, um sich ruhig zum Weißen Zwerg zu entwickeln, explodieren im katastrophalen Supernova-Prozeß.

Die extremsten O Sterne sind die Wolf-Rayet Sterne, die viele starke und breite Emissionslinien zeigen. Typ WC mit Emissionslinien von Kohlenstoff, Typ WN mit denen von Stickstoff.

O-Sterne verlieren oft sehr rasch Masse und zeigen dann im Spektrum P Cygni Profile.

Sie kommen in den OB-Assoziationen, lockeren Sterngruppen, zusammen mit den weniger hellen B-Sternen vor.

Nur mehr 0,00004% der Hauptreihensterne sind vom Typ O (verglichen mit 70% vom Typ M). Hier finden wir auch die vermutlich massereichsten Sterne mit bis zu 120 Sonnenmassen.

3. Tabelle der hellen Sterne bis 1,49mag

3.1. Statistik der hellen Sterne

Von den 21 Sternen 1. Größe sind insgesamt

17 Doppelsterne (81%)

13 spektroskopische Doppelsterne (62%)

9 Veränderliche (43%)

7 mögliche Veränderliche (zusammen 76%)

9. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Ihre Verteilung auf die einzelnen Spektraltypen:

O	-		4/16/10: 6 PVP
B	7	33%	
A	5	24%	
F	2	10%	
G	2	10%	
K	3	14%	
M	2	10%	

3.2. Tabelle der hellen Sterne

Die Sterne sind nach Rektaszension geordnet.

Fl / Bayer / Con

Flamsteed-Nummer (sofern vorhanden), Bayer-Bezeichnung (griechische Buchstaben) sowie Sternbild

SAO, HD, HR

Nummern in den Katalogen: SAO, HD (Henry Draper), Yale Bright Star Catalog

Rekt, Dekl

Rektaszension und Deklination, bezogen auf den mittleren Äquator und die mittlere Ekliptik 2000.0

EB Rekt

Eigenbewegung in Rektaszension in Sekunden pro Jahr

EB Dekl

Eigenbewegung in Deklination in Bogensekunden pro Jahr

EclLon, EclLat

Ekliptikale Länge und Breite 2000.0 in Grad.

GalLon, GalLat

Galaktische Länge und Breite im System II 1950.0 in Grad.

V

Helligkeit im V Band des lichtelektrischen Photometers; entspricht nahezu der visuellen Helligkeit

U-B, B-V, V-R, R-I

Farbindizes in den Bereichen U(ltraviolett), B(lau), R(ot), I(nfrarot) des lichtelektrischen Photometers

RV

Radialgeschwindigkeit in km/s; positiv bei Entfernung, negativ bei Annäherung des Sterns an die Sonne

SB

Variable Radialgeschwindigkeit oder spektroskopischer Doppelstern

V? Radialgeschwindigkeit möglicherweise variabel

V Radialgeschwindigkeit variabel; durch Pulsation oder Begleiter

SB Spektroskopischer Doppelstern

SB1 Spektroskopischer Doppelstern, nur ein Spektrum beobachtet

SB2 Spektroskopischer Doppelstern, beide Spektren beobachtet

SB0 Spektroskopischer Doppelstern mit bekannter Bahn

VS

Veränderlicher Stern: J = Ja, ? = möglicherweise

10. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Spektralklassifikation

Entfernung
in Lichtjahren

Abs
Absolute Helligkeit im V Bereich

Leuchtkraft
in Sonnen im V Bereich

Dm
Durchmesser in Sonnendurchmessern

Masse
Masse in Sonnenmassen

Dichte
in Gramm pro Kubikzentimeter (Sonne 1,41)

Temp
Oberflächentemperatur in ° K

DS
Doppelstern. Zahl = Anzahl bekannter Begleiter (nicht notwendigerweise physische Begleiter!)

ADS
Falls ein Doppelstern, Nummer im ADS (Aitken Double Star Catalogue)

Fl / Bayer / Con	SAO	HD	HR	Rekt			Dekl		
				h	m	s	°	'	"
Alpha Eri	232481	10144	472	1	37	42.9	-57	14	12
87 Alpha Tau	94027	29139	1457	4	35	55.2	+16	30	33
19 Beta Ori	131907	34085	1713	5	14	32.2	-8	12	06
13 Alpha Aur	40186	34029	1708	5	16	41.3	+45	59	53
58 Alpha Ori	113271	39801	2061	5	55	10.3	+7	24	25
Alpha Car	234480	45348	2326	6	23	57.2	-52	41	44
9 Alpha CMA	151881	48915	2491	6	45	8.9	-16	42	58
10 Alpha CMI	115756	61421	2943	7	39	18.1	+5	13	30
78 Beta Gem	79666	62509	2990	7	45	18.9	+28	01	34
32 Alpha Leo	98967	87901	3982	10	08	22.3	+11	58	02
Alpha1 Cru	251904	108248	4730	12	26	35.9	-63	05	56
Alpha2 Cru		108249	4731	12	26	36.5	-63	05	58
Beta Cru	240259	111123	4853	12	47	43.3	-59	41	19
67 Alpha Vir	157923	116658	5056	13	25	11.5	-11	09	41
Beta Cen	252582	122451	5267	14	03	49.4	-60	22	22
16 Alpha Boo	100944	124897	5340	14	15	39.6	+19	10	57
Alpha2 Cen		128621	5460	14	39	35.4	-60	50	13
Alpha1 Cen	252838	128620	5459	14	39	36.7	-60	50	02
21 Alpha Sco	184415	148478	6134	16	29	24.4	-26	25	55
3 Alpha Lyr	67174	172167	7001	18	36	56.2	+38	47	01
53 Alpha Aql	125122	187642	7557	19	50	46.9	+8	52	06
50 Alpha Cyg	49941	197345	7924	20	41	25.8	+45	16	49
24 Alpha PsA	191524	216956	8728	22	57	39.0	-29	37	20

11. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Name	EB Rekt	EB Dekl	EclLon	EclLat	GallLon	Gallat
Alpha Eri	+0.0129	-0.028	345,31	-59,38	290,84	-58,79
Alpha Tau	+0.0045	-0.189	69,79	-5,47	180,97	-20,25
Beta Ori	-0.0002	-0.002	76,83	-31,12	209,24	-25,25
Alpha Aur	+0.0077	-0.423	81,86	+22,86	162,58	+4,57
Alpha Ori	+0.0017	+0.010	88,75	-16,03	199,79	-8,96
Alpha Car	+0.0029	+0.022	104,96	-75,82	261,21	-25,29
Alpha CMA	-0.0379	-1.211	104,08	-39,61	227,22	-8,88
Alpha CMI	-0.0473	-1.029	115,79	-16,02	213,69	+13,03
Beta Gem	-0.0474	-0.051	113,22	+6,68	192,23	+23,41
Alpha Leo	-0.0170	+0.003	149,83	+0,46	226,43	+48,94
Alpha1 Cru	-0.0036	-0.017	221,87	-52,88	300,13	-0,36
Alpha2 Cru	-0.0043	-0.012	221,87	-52,88	300,13	-0,36
Beta Cru	-0.0050	-0.017	221,65	-48,64	302,46	+3,18
Alpha Vir	-0.0029	-0.033	203,84	-2,05	316,11	+50,84
Beta Cen	-0.0027	-0.023	233,79	-44,14	311,77	+1,25
Alpha Boo	-0.0776	-1.999	204,23	+30,74	15,14	69,11
Alpha2 Cen	-0.4940	+0.690	239,48	-42,60	315,77	-0,71
Alpha1 Cen	-0.4940	+0.690	239,48	-42,59	315,78	-0,71
Alpha Sco	-0.0005	-0.023	249,76	-4,57	351,95	+15,06
Alpha Lyr	+0.0171	+0.285	285,32	+61,73	67,44	+19,24
Alpha Aql	+0.0362	+0.387	301,78	+29,30	47,74	-8,91
Alpha Cyg	+0.0001	+0.005	335,33	+59,91	84,28	+2,00
Alpha PsA	+0.0258	-0.161	333,86	-21,14	20,49	-64,90

Name	V	U-B	B-V	V-R	R-I	RV	SB	VS
Alpha Eri	+0.46	-0.66	-0.16	-0.03	-0.11	+16	V	J
Alpha Tau	+0.85	+1.90	+1.54	+1.23	+0.94	+54	SB	J
Beta Ori	+0.12	-0.66	-0.03		-0.02	+21	SB	?
Alpha Aur	+0.08	+0.44	+0.80	+0.60	+0.44	+30	SBO	?
Alpha Ori	+0.50	+2.06	+1.85	+1.59	+1.28	+21	SB	J
Alpha Car	-0.72	+0.10	+0.15		+0.18	+21		
Alpha CMA	-1.46	-0.05	+0.00	+0.00	-0.03	-8	SBO	
Alpha CMI	+0.38	+0.02	+0.42		+0.23	-3	SBO	?
Beta Gem	+1.14	+0.85	+1.00	+0.75	+0.50	+3	V	?
Alpha Leo	+1.35	-0.36	-0.11		-0.10	+6	SB	?
Alpha1 Cru	+1.58	-0.96	-0.26		-0.24	-11	SBO	
Alpha2 Cru	+2.09					-1		
Beta Cru	+1.25	-1.00	-0.23		-0.26	+16	SB	J
Alpha Vir	+0.98	-0.93	-0.23	-0.09	-0.24	+1	SB20	J
Beta Cen	+0.61	-0.98	-0.23			+6	SB	J
Alpha Boo	-0.04	+1.27	+1.23	+0.97	+0.65	-5	V?	?
Alpha2 Cen	+1.33	+0.63	+0.88		+0.30	-21	V?	
Alpha1 Cen	-0.01	+0.33	+0.71		+0.22	-25	SBO	
Alpha Sco	+0.96	+1.34	+1.83	+1.55	+1.23	-3	SB	J
Alpha Lyr	+0.03	-0.01	+0.00		-0.03	-14	V	J
Alpha Aql	+0.77	+0.08	+0.22	+0.14	+0.14	-26		
Alpha Cyg	+1.25	-0.24	+0.09	+0.11	+0.10	-5	V	J
Alpha PsA	+1.16	+0.08	+0.09		+0.02	+7		?

12. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Name	Spektralklassifikation	Entfg	Abs	Leuchtkraft
Alpha Eri	B3 V pe	130	-2.5	920
Alpha Tau	K5 III	55	-0.3	110
Beta Ori	B8 Ia e:	630	-6.3	29000
Alpha Aur	G5 III e + G0 III	41	-0.4	130
Alpha Ori	M1-2 Ia-Iab	420	-5.1	9200
Alpha Car	F0 II	116	-3.5	2200
Alpha CMA	A1 V m	8.6	+1.4	23
Alpha CMi	F5 IV-V	11.1	+2.7	7.0
Beta Gem	K0 IIIb	35	+1.0	35
Alpha Leo	B7 V	72	-0.4	125
Alpha1 Cru	B0.5 IV	410	-3.9	3200
Alpha2 Cru	B1 V	410	-3.4	2000
Beta Cru	B0.5 III	390	-4.2	4100
Alpha Vir	B1 III-IV + B2 V	300	-3.8	3000
Beta Cen	B1 III	300	-4.2	4200
Alpha Boo	K1 IIIb CN-1	34	-0.1	97
Alpha2 Cen	K1 V	4.3	+5.7	0.4
Alpha1 Cen	G2 V	4.3	+4.4	1.5
Alpha Sco	M1.5 Iab-Ib + B4 V e	500	-5.0	8500
Alpha Lyr	A0 Va	24.5	+0.7	48
Alpha Aql	A7 V	16.0	+2.3	10.0
Alpha Cyg	A2 Ia e	1500	-7.1	59000
Alpha PsA	A3 V	22	+2.0	14.0

Name	Dm	Masse	Dichte	Temp	DS	ADS
Alpha Eri	1.9	8.0	1.6	18500		
Alpha Tau	36	4.0	0.00012	3500	5	3321
Beta Ori	38	50	0.0013	12000	3	3823
Alpha Aur	9.5	3.0	0.0049	5000	9	3841
Alpha Ori	600	25	1.6e-7	3000	5	4506
Alpha Car	15	10	0.0042	8000		
Alpha CMA	1.7	2.5	0.72	10000	3	5423
Alpha CMi	1.8	1.5	0.36	7000	4	6251
Beta Gem	11	3.0	0.0032	5000	6	6335
Alpha Leo	1.8	4.0	0.97	14000	3	7654
Alpha1 Cru	3.8	20	0.51	23000	2	
Alpha2 Cru					2	
Beta Cru	4.5	20	0.31	22000	2	
Alpha Vir	11.0	8.0	0.0085	21500	4	
Beta Cen	4.3	20	0.35	21500	1	
Alpha Boo	14	3.0	0.0015	4800		
Alpha2 Cen	0.7	0.9	3.7	5300	2	
Alpha1 Cen	0.9	1.1	2.1	5500	2	
Alpha Sco	400	25	5.5e-7	3000	1	10074
Alpha Lyr	1.7	2.5	0.72	10500	4	11510
Alpha Aql	1.5	2.0	0.83	8000	2	13009
Alpha Cyg	100	50	0.000070	8500	1	14172
Alpha PsA	2.0	2.0	0.35	9000		

13. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

4. Anmerkungen zu den hellen Sternen der Tabelle

Die Sterne sind nach Rektaszension 2000.0 geordnet.

Die Diagramme zu den Sternen zeigen die Helligkeit in den fünf Farbsystemen U, B, V, R und I der lichtelektrischen Photometrie und bieten damit einen einfachen Überblick über das Spektrum. Der obere Rand ist immer bei -3mag, die Linie kennzeichnet 0,0mag, der untere Rand ist immer bei +6mag. Unten sind die Helligkeiten in UBVR I (oder in manchen Fällen nur UBV) aufgetragen.

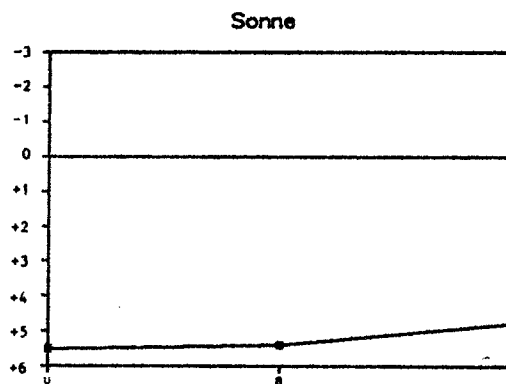
Verwendete Abkürzungen:

SB	Spektroskopischer Doppelstern (spectroscopic binary)
P	Periode (d = Tage [days], y = Jahre [years])
a	Große Halbachse der Bahn eines Doppelsterns

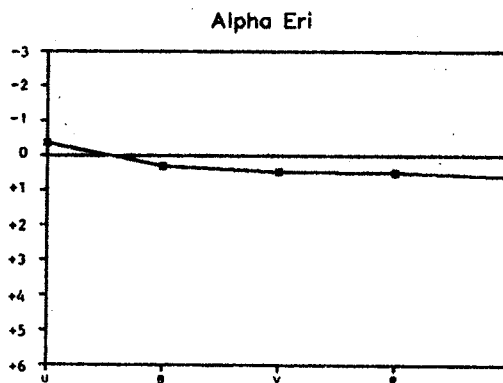
In vielen Fällen sind Größen in Sonnen-Einheiten angegeben. Hier die Absolutwerte:

Durchmesser 1.392.500 km
Masse $1,989 \times 10^{30}$ kg
Dichte $1,408 \text{ g/cm}^3$

Das nebenstehende UBVR Diagramm zeigt die absolute Helligkeit der Sonne und kann zum Vergleich dienen.



Alpha Eridani (Achernar) Opposition Okt. 19
"Der Stern am Ende des Flusses Eridanus". B-Hauptreihenstern.



14. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

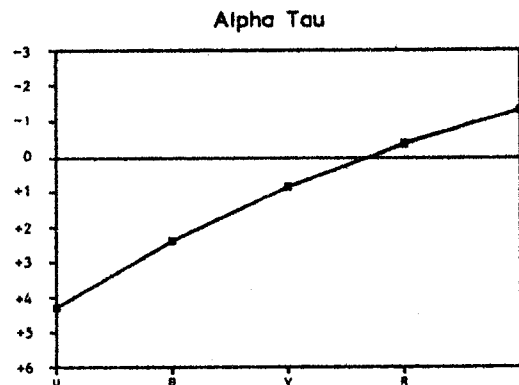
Alpha Tau (Aldebaran) Opposition Dez. 3

K-Riesenstern. Veränderlicher Typ Lb (irregulär) 0,75-0,95mag. Scheinbarer Durchmesser aus Bedeckung durch den Mond $0,020''$ (entspricht 36 Sonnen = 0,3 AE = Sonne-Merkur).

Kein Mitglied der Hyaden, ein Vordergrundstern in der halben Entfernung (68 Lichtjahre).

Ein roter Zwergstern 13mag in $31,4''$ Abstand, PW 112° hat die gleiche Eigenbewegung (physisches Paar).

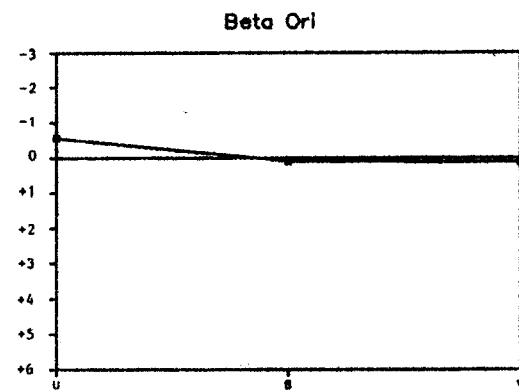
Große Eigenbewegung: $7'$ in 2000 Jahren, etwa von Nord nach Süd.



Beta Ori (Rigel) Opposition Dez. 12

Fast immer der hellste Stern im Orion. B-Überriese mit bolometrischer Leuchtkraft 100.000 Sonnen. Wäre in Sirius-Entfernung -10mag hell! Radialgeschwindigkeit variabel mit $P = 21,9d$, vermutlich durch Pulsation. Rigel ist der hellste Stern der Orion-Assoziation; die meisten B-Sterne des Orion und der Orionnebel gehören dazu. Rigel ist sehr massereich und entwickelt sich sehr schnell: wird in wenigen Millionen Jahren ein roter Überriese wie Betelgeuse werden.

Physischer Doppelstern: Begleiter 6,7mag in $10,1''$, PW 204° . Der Begleiter ist SB $P = 9,86d$ und möglicherweise ein sehr enger visueller Doppelstern.

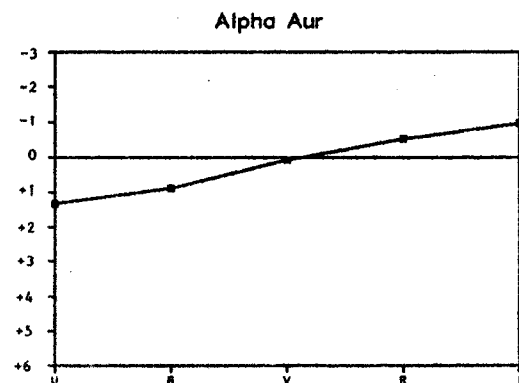


Alpha Aur (Capella) Opposition Dez. 12

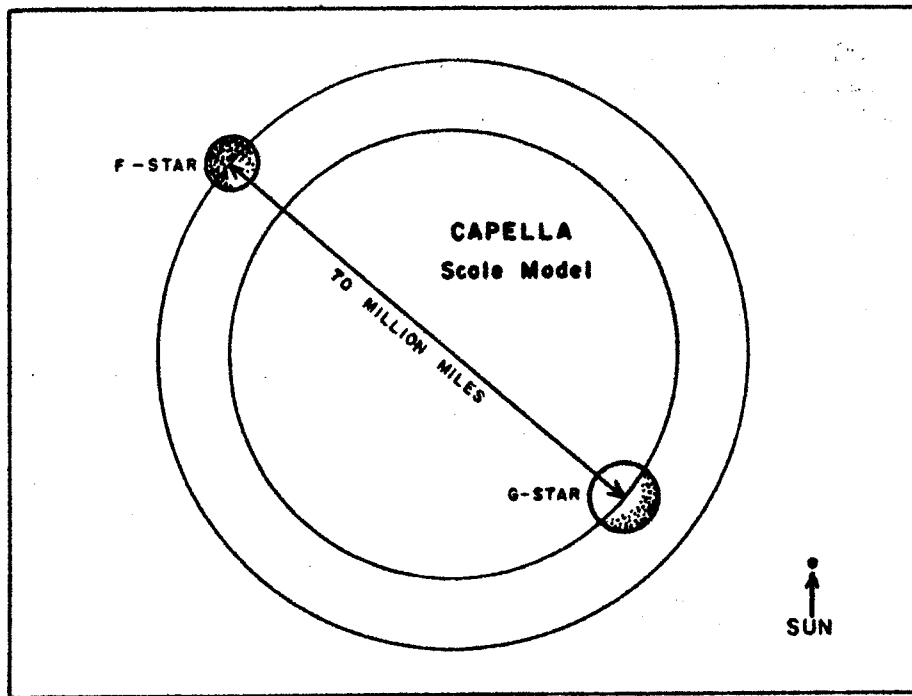
Spektroskopisches Doppelsternsystem $P = 104d$, ebenso mit Speckle-Interferometrie beobachtet, $a = 0,045''$: G8 Riese (Durchmesser 9,5 Sonnen, Masse 3,0 Sonnen) und G0 Riese (Durchmesser 6,0 Sonnen, Masse 3,0 Sonnen). Distanz der Sterne etwa 0,75 AE = Sonne-Venus. Ist ein Veränderlicher Typ RS CVn (Sternflecken!) 0,06-0,21mag, $P = 104d$.

Große Eigenbewegung $14'$ in 2000 Jahren, etwa von Nord nach Süd (ähnlich Aldebaran). Vor 100.000 Jahren in der südlichen Giraffe, Entfernung 32 Lichtjahre, -0,5mag hell. In 100.000 Jahren im südlichen Fuhrmann, 52 Lichtjahre, +0,6mag.

Ein roter Zwergstern 10mag (Capella H) in $12'$ Distanz, PW 141° hat die gleiche Eigenbewegung.

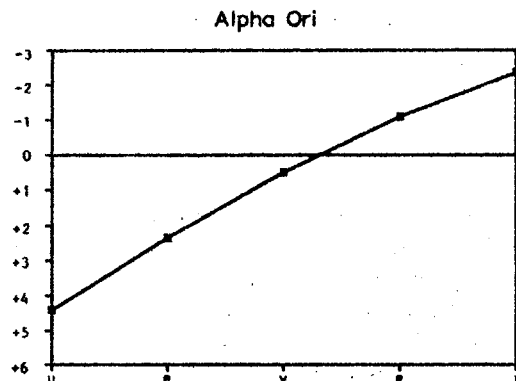


15. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne



Alpha Ori (Betelgeuse oder Beteigeuze) Opposition Dez. 21

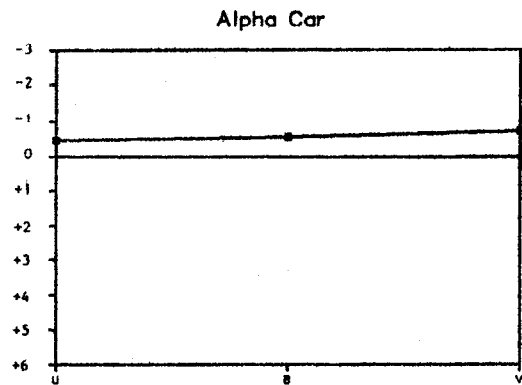
Roter Überriese mit Durchmesser um 600 Sonnen (Angaben schwanken von 450 bis 1800 Sonnen). Durchmesser veränderlich durch Pulsation. Scheinbarer Durchmesser auch von Wellenlänge, in der gemessen wird, abhängig (0,030-0,045"). Entfernungangaben zwischen 400 und 650 Lichtjahren. Halbregelmäßiger Veränderlicher 0,4-1,3mag, P = 2110d, der einzige merkbar Veränderliche unter den Sternen 1. Größe. Beteigeuze ist eine riesige Wolke aus kühlerem, verdünntem Gas ohne definierten Rand - ein "rotes, heißes Vakuum" (Dichte nur 0,2 Gramm pro Kubikmeter, viel weniger als Luft). Durch Speckle-Interferometrie konnten Bilder der Sternscheibe hergestellt werden, die große hellere und dunklere Stellen (Sternflecken) zeigen. Umgeben von Gas- und Staubhülle durch großen Massenverlust ($1,5 \times 10^{-7}$ Sonnenmassen pro Jahr). Sehr viel Energie wird im Infraroten abgestrahlt, in diesem Bereich ist Beteigeuze der weitaus hellste Stern im Orion. Beteigeuzes Entwicklung ist bereits weit fortgeschritten. Sie könnte, da massereich, als Supernova enden. SB P = 5.8y. Durch Speckle-Interferometrie Begleiter gefunden: Distanz 5 AE, P = 2y. Da der Radius Beteigeuzes 5 AE beträgt, kreist der Begleiter in der Chromosphäre des Hauptsterns! Weiterer Begleiter P = 65y.



16. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Alpha Car (Canopus) Opposition Dez. 27

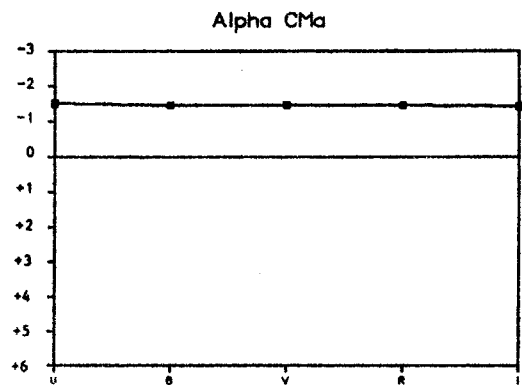
Der zweithellste Stern des Himmels, südlich des Sirius, kulminiert etwa 20 Minuten vorher. F-Riese. Sehr unterschiedliche Angaben zur Entfernung: 100 bis 1200 Lichtjahre. Aus Parallaxe sowie Spektraltyp und Leuchtkraftklasse ist 100 bis 120 Lichtjahre am wahrscheinlichsten.



Alpha CMA (Sirius) Opposition Jan. 1

Der hellste Stern des Himmels: ein A-Hauptreihenstern, der fünftnächste Stern; der zweitnächste Stern für das freie Auge. Beobachter im Altertum berichten immer wieder von Sirius als rotem Stern. War Sirius B damals noch ein roter Riese (unwahrscheinlich) oder hat das andere Gründe?

Große Eigenbewegung: 44' in 2000 Jahren. Mitglied des Ursa Major Stroms. Vor 100.000 Jahren im Sternbild Kleiner Hund, nahe der heutigen Position Procyons (Entfernung 12,7 Lichtjahre, -0,6mag hell). In 60.000 Jahren Sonnennähe in der Taube (7,7 Lichtjahre, -1,7mag).

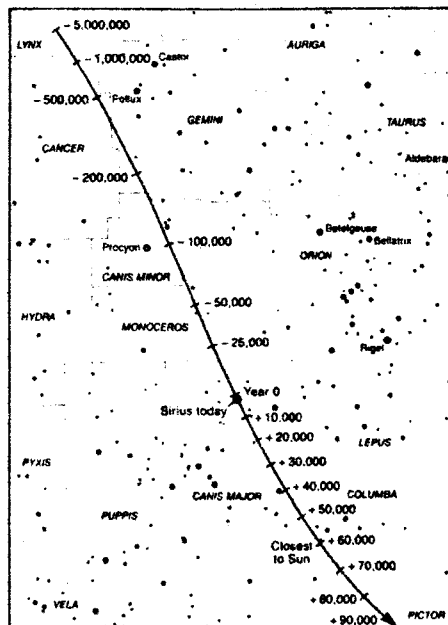


Doppelstern: Begleiter durch Störung der

Eigenbewegung des Hauptsterns entdeckt, später visuell gefunden. $P = 50,09y$, $a = 7,50''$, mittlere Distanz 20 AE, Periastron 1994. Ein schwieriges Objekt: 8,5mag, 1990: 4,5'', PW 5°.

Sirius B ist ein Weißer Zwerg: 10200 km Durchmesser, 1,1 Sonnenmassen, Dichte 3,9 Tonnen pro Kubikzentimeter, Temperatur 9000 K.

Eigenbewegung des Sirius:



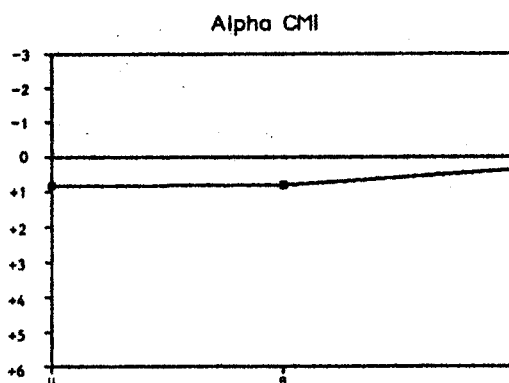
17. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Alpha CMi (Procyon) Opposition Jan. 13

F-Stern am Ende seiner Hauptreihenzeit.

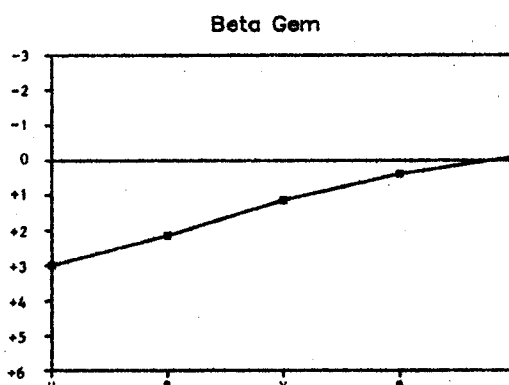
Doppelstern: Begleiter 10,8mag, $P = 40,65y$, $a = 4,55''$, Periastron 1968 und wieder 2009, mittlere Distanz 16 AE. Durch Störung der Eigenbewegung des Hauptsterns gefunden, später visuell entdeckt: ein sehr schwieriges Objekt. Procyon B ist ein Weißer Zwerg: 25000 km Durchmesser, 0,5 Sonnenmassen, Dichte 100.000 kg pro Kubikzentimeter.

Große Eigenbewegung: $42'$ in 2000 Jahren. Vor 100.000 Jahren im nördlichen Krebs (Entfernung 14 Lichtjahre, +0,9mag hell); um 26.000 Sonnennähe im Einhorn (11 Lichtjahre, +0,4mag); Bewegung von NO nach SW.



Beta Gem (Pollux) Opposition Jan. 14

K-Riese; Entfernung ist nahe der Standarddistanz von 10pc: absolute und scheinbare Helligkeit fast gleich.

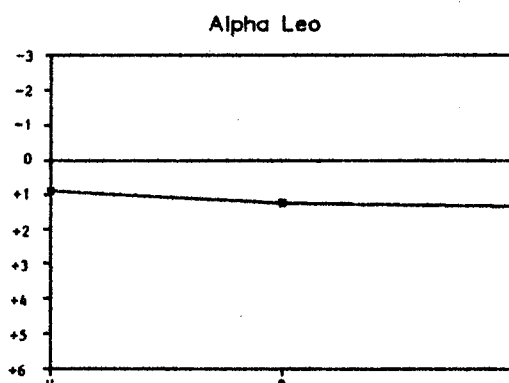


Alpha Leo (Regulus) Opposition Feb. 18

B-Hauptreihenstern. Nahe der Ekliptik, kann vom Mond bedeckt werden.

Große Eigenbewegung: $8'$ in 2000 Jahren. Bewegung etwa parallel zur Ekliptik nach Westen in nahezu gleichbleibender Entfernung.

Begleiter 7,7mag in $177''$, $307''$ hat die gleiche Eigenbewegung und ist selbst ein schwieriger Doppelstern.



18. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Alpha Cru (Acrux) Opposition März 28

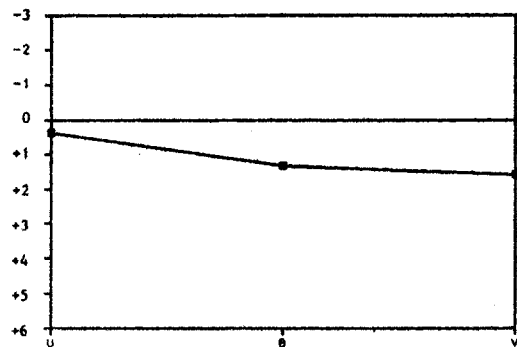
In der Scorpius-Centaurus Assoziation.

Wunderschönes Doppelsternsystem, Distanz $4,0''$, PW 112° , sicher physisch verbunden, noch keine Bahn bekannt. Projizierte Distanz etwa 500 AE.

Alpha1 Cru (Komponente A): B-Unterriese, ist SB P = 75.8d.

Alpha2 Cru (Komponente B): B-Hauptreihenstern, möglicherweise ebenfalls SB.

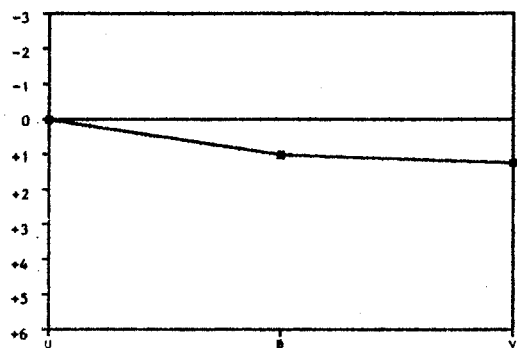
Alpha Cru



Beta Cru (Mimosa) Opposition Apr. 2

B-Riese. Veränderlicher Typ Beta CMa, 1,23-1,31mag, P = 0,236d (Periode, Amplitude und Lichtkurve variieren: viele überlagerte Schwingungen). In der Scorpius-Centaurus Assoziation.

Beta Cru



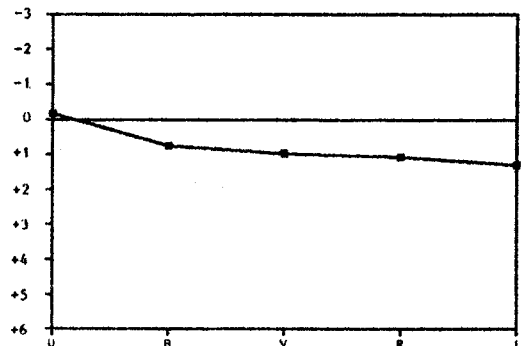
Alpha Vir (Spica) Opposition Apr. 13

Spektroskopisches Doppelsternsystem, B-Riese und B-Hauptreihenstern, P = 4,01d. Massen 11 und 7 x Sonne, Durchmesser 8 und 4 x Sonne.

Durchmesser ist 11 und 7 Mio km, der Abstand der beiden Sterne nur 18 Mio km.

Die beiden Sterne bedecken sich ein wenig, das Gesamtlicht ist veränderlich 0,97-1,04mag, P = 4,01d. Der B-Riese scheint auch physisch veränderlich (Typ Beta CMa) zu sein.

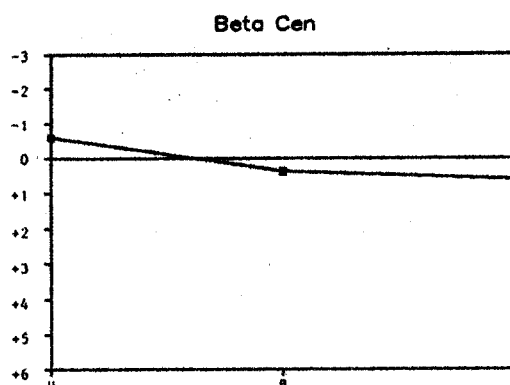
Alpha Vir



19. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

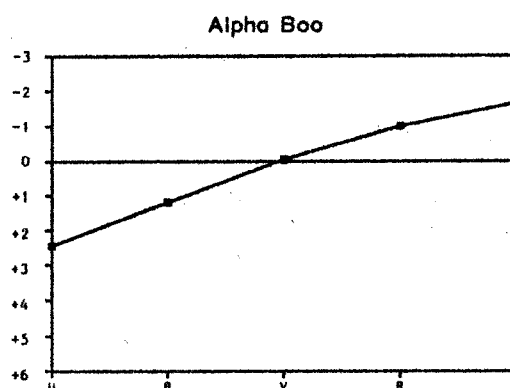
Beta Cen (Hadar) Opposition Apr. 23

B-Riese. Veränderlicher vom Typ Beta CMa, 0,61-0,66mag, $P=0,157d$. Spektroskopischer Doppelstern? Doppelstern: ein schwierig sichtbarer Begleiter 3,9mag in 1,3" Abstand, PW 251°, sicher physisch, aber sehr lange Umlaufzeit. Projizierte Distanz 120 AE. Die Leuchtkraft des "schwachen" Sterns ist 200 Sonnen.



Alpha Boo (Arcturus) Opposition Apr. 26

K-Riese, Spektrum ähnlich dem eines Sonnenflecks. Scheinbarer Durchmesser $0,020'' = 12 \times$ Sonne. Große Eigenbewegung: $1,3^\circ$ in 2000 Jahren (die größte bei den Sternen 1. Größe mit der Ausnahme von Alpha Cen). Vor 100.000 Jahren im Drachen (Entfernung 52 Lichtjahre, +0,9mag); in 3600 Jahren Sonnennähe, $2,3^\circ$ von derzeitiger Position; in 100.000 Jahren im Raben (Entfernung 49 Lichtjahre, +0,8mag).



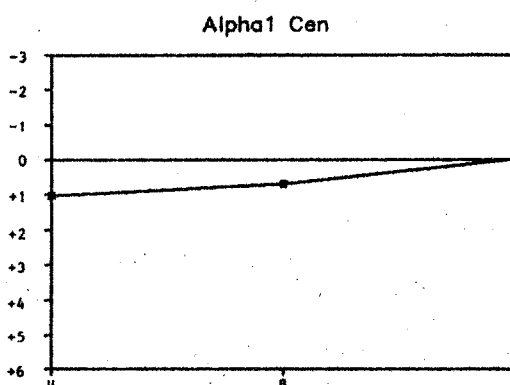
Alpha Cen (Rigel Kentaurus) Opposition Mai 2

Der dritthellste Stern des Himmels. Ein wunderschönes Doppelsternsystem für das kleine Fernrohr: $P=79,92y$, $a=17,52''$, Periastron 1956 und wieder 2036. Distanz 11 bis 35 AE. 1990: $19,6''$, PW 215° .

Nächster mit freiem Auge sichtbarer Stern (4,35 Lichtjahre). Alpha Centaurier würden die Sonne als Stern 1. Größe einige Grade nordöstlich des Perseus-Doppelsternhaufens sehen. Die maximal $0,75''$ entfernte Erde wäre unbeobachtbar.

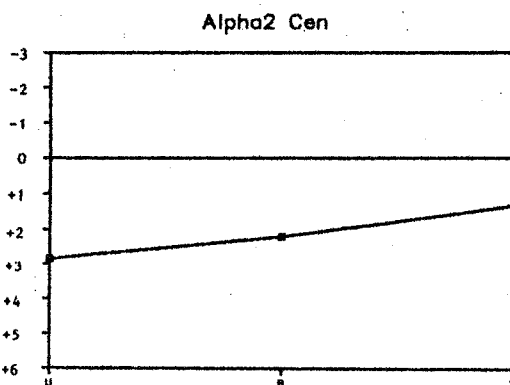
Der 2° entfernte rote Zwerg Proxima Centauri (11mag) ist noch etwas näher: 4,22 Lichtjahre (gleiche Eigenbewegung, physisch verbunden)

Größte Eigenbewegung der Sterne 1. Größe: $2,0^\circ$ in 2000 Jahren. Vor 100.000 Jahren im Teleskop, Entfernung 15 Lichtjahre, 2,4mag hell; um 30.000 Sonnennähe mit 2,9 Lichtjahren an der Grenze Wasserschlange/Luftpumpe mit -1,2mag. Nach 100.000 Jahren im Krebs, 8,5 Lichtjahre, +1,2mag.



Alpha1 Cen (Komponente A): G-Hauptreihenstern, ähnlich der Sonne, etwas größer und massereicher.

Alpha2 Cen (Komponente B): K-Hauptreihenstern, schwächer, kleiner und weniger Masse als die Sonne.

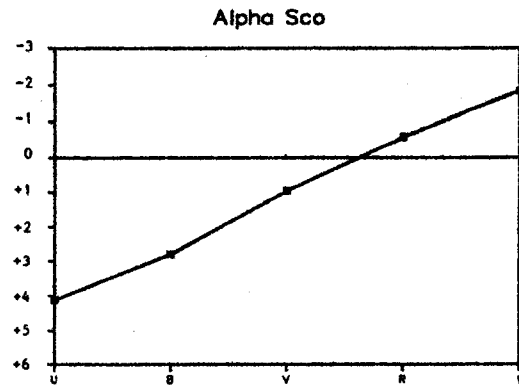


20. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

Alpha Sco (Antares) Opposition Mai 30

Roter Überriese in der Scorpius-Centaurus Assoziation. Halbregelmäßiger Veränderlicher Typ SRc, 0,9-1,8mag, P = 1733d. Scheinbarer Durchmesser aus Bedeckung durch den Mond $0,040'' \times 0,026'' = 320 \times 210$ Sonnen (abgeplattet). Starker Massenverlust: $1,3 \times 10^{-7}$ Sonnenmassen pro Jahr. Entfernungsangaben zwischen 300 und 550 Lichtjahren.

Doppelstern: Begleiter 5,4mag, B3-Hauptreihenstern, entdeckt 13.4.1819 während Bedeckung durch den Mond durch Burg in Wien. P = 878y, a = 2,90'', Periastron 1461, mittlere Distanz 400 AE. Bahn ist von der Seite gesehen, Bahnneigung 90°. Schwierig zu sehen; 1990: 2,7'', PW 274°.



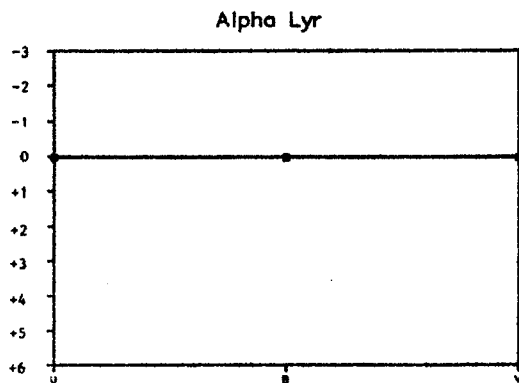
Alpha Lyr (Vega oder Wega) Opposition Juni 30

A-Hauptreihenstern ähnlich Sirius, aber dreimal weiter entfernt. Wega ist zu hell, zu groß, zu kühl (1000 K), verglichen mit anderen Sternen dieses Typs. Entwickelt sie sich bereits von der Hauptreihe weg? Veränderlicher Stern unbekanntes Typs 0,03-0,05mag, P = 0,07d.

Vor 12000 Jahren Polarstern (mit Poldistanz 4,5°).

Richtung der Bewegung des Sonnensystems ist etwa Wega (mit 19 km/s brauchen wir dorthin 450.000 Jahre...).

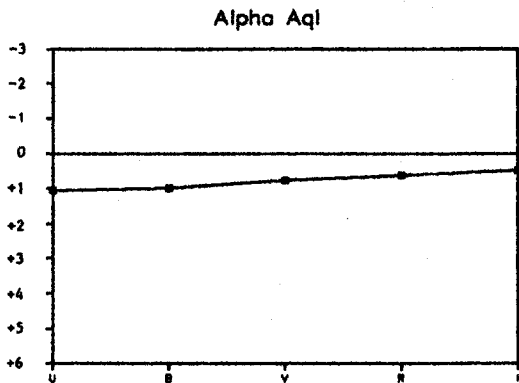
Große Eigenbewegung: 12' in 2000 Jahren. Bewegung von SW nach NO.



Alpha Aql (Altair) Opposition Juli 18

A-Hauptreihenstern, ein Nachbarstern. Sehr rasche Rotation mit 242 km/s, P = 6,5h, dadurch vermutlich sehr stark abgeplattet.

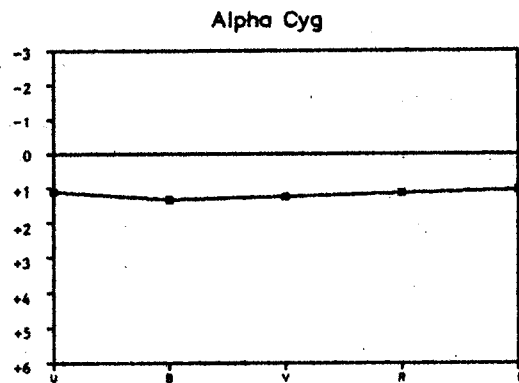
Große Eigenbewegung: 22' in 2000 Jahren. Vor 100.000 Jahren im westlichen Adler (Entfernung 25 Lichtjahre, +1,8mag hell); in 100.000 Jahren im westlichen Pegasus (9 Lichtjahre, -0,5mag). Bewegung von SW nach NO.



21. Fortsetzung Referat: Die hellsten Sterne

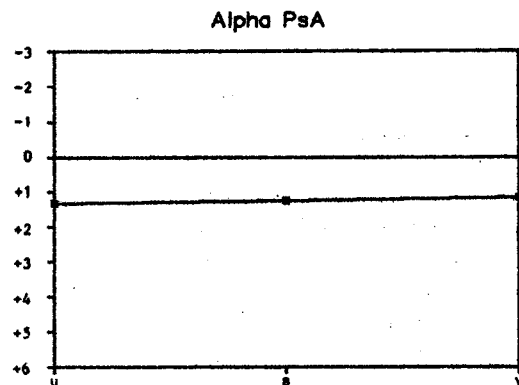
Alpha Cyg (Deneb) Opposition Juli 31

A-Überriese in großer Entfernung, bolometrische Leuchtkraft 100.000 Sonnen. Sonne wäre in dieser Entfernung als Sternchen 13,2mag sichtbar. Helligkeit um 0,08mag und Spektrum veränderlich. Müßte sich sehr rasch entwickeln: in 20.000 Jahren vom Spektraltyp A bis zu Typ M. Von 1887 bis 1964 wurde nur eine Verstärkung der Kalzium H-Linie beobachtet.



Alpha PsA (Fomalhaut) Opposition Sept. 5

A-Hauptreihenstern ähnlich Sirius in 2,5facher Entfernung. Große Eigenbewegung: 12' in 2000 Jahren. Bewegung von NW nach SO. Der Stern HR 8721 ($22^{\text{h}}56,4^{\text{m}} -31^{\circ}34'$ 6,5mag Sp. K5 V) in 2° Abstand hat die gleiche Eigenbewegung (Distanz mindestens 0,8 Lichtjahre).



5. Literatur

1. F. Ochsenbein und A. Acker et al, Catalogue des etoiles les plus brillantes, Observatoire de Strasbourg 1984.
2. Dorrit Hoffleit, Catalogue of bright stars, Yale University Observatory, 1964.
3. Robert Burnham, Burnhams Celestial Handbook, Dover, 1978.
4. Alan Hirshfeld und Roger W. Sinnott, Sky Catalogue 2000.0, Vol. 1 und Vol. 2, Sky Publishing, 1982 und 1985.
5. Sky and Telescope 1980-1990.
6. Der große JRO Atlas der Astronomie, JRO Verlag, 1984.
7. Richard Hinckley Allen, Star Names, Dover 1963.

Ich danke Frau Eva Becher für Hilfe bei der Erstellung der Seminarpapiere.

Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

INTERSTELLARE MATERIE

Der Raum zwischen den Sternen unserer Milchstraße ist nicht leer, sondern von Gas und Staub erfüllt. Die Mischung der beiden Bestandteile ist überall sehr gleichförmig und besteht fast zur Gänze aus Gas; weniger als 1% ist Staub. Die Masse dieser interstellaren Materie beträgt etwa 10% der Masse der Milchstraße. Diese Materie ist so dünn, daß in einem Kubikzentimeter durchschnittlich nur 1 Atom zu finden ist; zum Vergleich: Luft in Meereshöhe ist 5×10^{19} mal dichter! Noch ein eindrucksvolles Beispiel: Ein Lichtstrahl trifft auf seinem über 100 000 Jahre dauernden Weg vom anderen Ende unserer Milchstraße weniger Atome als auf seinen letzten 10 km durch unsere Erdatmosphäre!

Ordnung

Sehr groß, sehr dünn, heiß

Durch Supernovaexplosionen werden Blasen mit einer Ausdehnung in der Größenordnung von Kiloparsek im interstellaren Medium gebildet; in diesen ist das interstellare Medium sehr stark verdünnt - nur etwa $0,003$ Atome/cm³, bei einer Temperatur von etwa 10^6 K. Im Laufe der Zeit überlagern sich solche benachbarte Blasen und verschmelzen, sodaß diese heiße, dünne Materie unsere gesamte Milchstraße durchdringt. An der Stoßfront einer sich eben ausdehnenden Gasblase eines Supernovaausbruches wird das Gas und der Staub der Umgebung "zusammengefegt". Dieser kann dort im sichtbaren Bereich des Spektrums leuchten (z.B. Cirrus-Nebel im Sternbild Schwan).

Klein, dünn, kühl

Aus dieser Materie bilden sich die dichteren Wolken der interstellaren Materie. Diese haben Dichten um etwa 50 Atome/cm³ und Massen zwischen $0,1$ und 1000 Sonnenmassen. Die Temperaturen im Kern einer solchen Wolke liegen um etwa 80 K; nach außen steigt die Temperatur auf etwa 10^4 K an. Die Durchmesser liegen in der Größenordnung von Parsek.

Groß, dicht, kalt

Noch dichtere und kältere Wolken sind die Molekülwolken und Molekülkomplexe, die wahrscheinlich aus der Vereinigung mehrerer kleinerer Wolken entstehen. Deren Dichten können 10000 Teilchen/cm³ überschreiten; die Temperaturen liegen teilweise unter 10 K. Staub wirkt einerseits als Schutz vor der energiereichen Strahlung, welche die Moleküle aufspalten würde; andererseits wirkt er als Katalysator, da auf der Oberfläche der Staubkörner die Moleküle entstehen. In manchen Molekülkomplexen sind mehr als 500000 Sonnenmassen konzentriert; deren Ausdehnung kann bis zu 100 Parsek betragen. Insgesamt ist wahrscheinlich etwa die Hälfte der gesamten interstellaren Materie in den Molekülwolken und -komplexen zu finden.

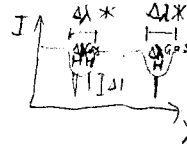
1. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

Sehr klein, dicht, kalt

Die Globulen enthalten bis zu etwa 200 Sonnenmassen. Sie haben Durchmesser unter 1pc. In ihnen finden wir Moleküle wie CO, H₂CO und NH₃. Die Temperaturen in diesen dichten Wolken liegen zwischen 5K und 15K. Geschwindigkeitsmessungen an einigen Globulen scheinen eine Kontraktion der Dunkelwolke mit etwa 0,5km/s zu zeigen. Daraus ergäbe sich die Zeitspanne, bis aus einer Globule Sterne entstehen, zu etwa 10⁵ bis 10⁶ Jahren.

DAS GAS

99% der interstellaren Materie ist gasförmig, 90% sind Wasserstoff, etwa 9% Helium. Schwerere Elemente sind deutlich seltener als in Sternen, da diese in Form des Staubes gebunden sind.



Interstellare Absorptionslinien

In Sternenspektren macht sich das interstellare Gas durch Absorptionslinien bemerkbar. Diese sind wesentlich schärfer als jene Absorptionslinien, die durch die Sternatmosphäre verursacht werden. Der Grund dafür liegt darin, daß sich die absorbierenden Atome im kühlen interstellaren Gas viel langsamer bewegen als in der heißen Sternatmosphäre. Elemente, die Absorptionslinien im sichtbaren Bereich des Spektrums haben, sind z.B. Na, K, Ca, Fe, Ca⁺, Ti⁺. Die stärkste Linie, die Lyman- α Linie des Wasserstoffs, liegt bei 121,6nm im UV. Absorptionslinien von Molekülen im sichtbaren Spektralbereich werden von CH, CH⁺ und CN hervorgerufen; CO und H₂ absorbieren im UV.

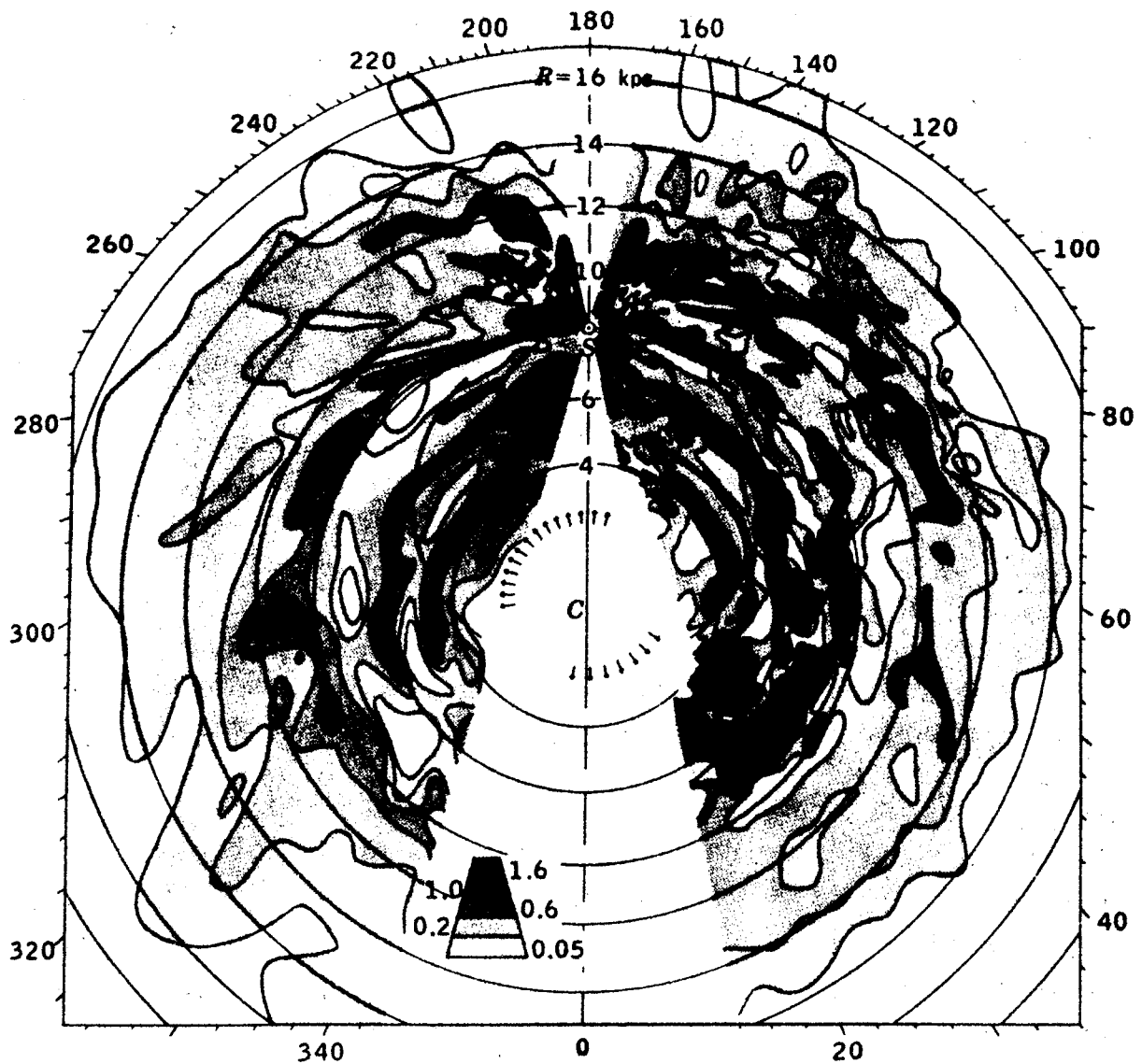
Passiert das Sternenlicht mehrere Wolken interstellaren Gases, die unterschiedliche Radialgeschwindigkeiten haben, dann weisen die durch diese Wolken hervorgerufenen interstellaren Absorptionslinien entsprechend dem Dopplereffekt unterschiedliche Wellenlängen auf. Auf diese Weise kann man die Existenz solcher voneinander verschiedener Wolken bis in Entfernungen von etwa 2kpc nachweisen. In größeren Entfernungen wird die Lichtabsorption durch interstellaren Staub zu groß, um noch Sternenspektren mit ausreichender Dispersion zu erhalten.

Die 21cm-Linie

Zumeist liegt der Wasserstoff in atomarer, nicht ionisierter (neutraler) Form vor. Dieser sendet Radiostrahlung mit einer Wellenlänge von 21,11cm aus. Aus Untersuchungen des Linienprofils dieser Spektrallinie, genauer aus der Wellenlänge des steilen Anstiegs in der Linienintensität, kann die galaktische Rotationsgeschwindigkeit an jener Stelle gefunden werden, wo der Sehstrahl dem Milchstraßenzentrum am nächsten kommt. Nimmt man nun eine kreisförmige Bewegung um das Milchstraßenzentrum an, dann kann man umgekehrt aus den beobachteten Linienprofilen die Dichteverteilung entlang des Sehstrahles bestimmen. Mit dieser Methode haben Oort, Kerr und Westerhout im Jahre 1958 erstmals eine Karte der Verteilung des neutralen Wasserstoffs in unserer Milchstraße erstellt, die einen Großteil der Milchstraße erfaßt. Mit optischen Mitteln wäre dieses Ergebnis wegen der Lichtabschwächung durch

2.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

interstellaren Staub nicht zu erzielen gewesen. Das Bild gibt die ungefähre Verteilung des (neutralen, atomaren) Wasserstoffs wieder.



Verteilung des neutralen Wasserstoffs in der galaktischen Ebene. Dichteskala in Atome/cm³. [Lit.7]

HII-Regionen

In der Nähe heißer Sterne, die viel energiereiche Strahlung emittieren (Spektralklasse O), kann der Wasserstoff ionisiert werden. Man spricht dann von HII-Regionen (auch H⁺-Regionen). Die Erscheinungsformen im visuellen Spektralbereich sind die prächtigen Emissionsnebel, wie etwa der Große Orionnebel.

DER STAUB

Die interstellare Materie besteht zu etwa 0,5% aus Staub. Für die Entstehung des Staubes führen die Astronomen zwei Möglichkeiten an:

1. Kondensation aus interstellarem Gas bei der Sternentstehung;
2. Kondensation von Gas in den äußeren Atmosphäreschichten kühler Sterne.

Der Staub besteht aus Silikaten, Graphit und Eis. Die Staubteilchen sind kleiner als $0,1\mu\text{m}$ und leichter als 10^{-15}g .

Interstellare Extinktion und Farbexzeß

Obwohl in 100000m^3 durchschnittlich nur ein solches Staubteilchen angetroffen wird, bewirken sie doch eine Abschwächung des Sternenlichtes um $0,002^{\text{m}}/\text{pc}$. Diese interstellare Extinktion kann aber in Gegenden hoher Staubdichte (Dunkelwolken) bis zu $100^{\text{m}}/\text{pc}$ erreichen! Die Extinktion ist sehr stark wellenlängenabhängig. Langwellige Strahlung wird weniger abgeschwächt; infrarote Strahlung wird nahezu nicht geschwächt.

Diese Tatsache bewirkt eine Verfärbung der Sterne zugunsten des langwelligen (roten) Lichtes. Diese Verfärbung wird durch den sogenannten Farbexzeß quantitativ beschrieben:

Farbexzeß = scheinbarer - wahrer Farbindex

Der wahre Farbindex kann aus der Spektralklasse des Sternes bestimmt werden. Der Farbexzeß ist ein Maß für die Menge des Staubes, die vom Sternenlicht durchlaufen wurde.

Die Abschwächung des Sternenlichtes hat zwei Ursachen: Absorption und Streuung.

Absorption

Die Absorption von Photonen durch ein Staubteilchen führt zu dessen Erwärmung. Die normale Temperatur der Staubteilchen liegt bei etwa 10K. Staub, der sich in der Umgebung von Sternen befindet, kann bis auf mehrere 100K erwärmt werden. Der Stern μ Cephei weist einen Infrarotüberschuß in seinem Spektrum auf, der durch eine ihn umgebende Staubhülle erklärt werden kann. Temperaturen über einigen 100K (und daher auch Emission im sichtbaren Spektralbereich) sind ausgeschlossen, da vorher die Staubteilchen zerstört werden.

Streuung

Die Streuung von Sternenlicht an Staubteilchen bewirkt, daß der Staub direkt sichtbar werden kann, wenn ein Stern nahe genug steht (Reflexionsnebel). Ein Viertel des gesamten von der Milchstraße ausgehenden Lichtes ist gestreutes Sternenlicht.

Die Streuung bewirkt eine **Polarisation** des Lichtes; bei völlig zufälliger Orientierung der Staubpartikel im Raum würden sich aber alle möglichen Polarisationsrichtungen ergeben, und das gestreute Licht, das uns erreicht würde wiederum keine Polarisation erkennen lassen. Wir beobachten aber tatsächlich eine kleine, jedoch zweifelsfreie Polarisation, die mit

4.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

größerer interstellarer Absorption A_V entsprechend

$$P \approx 0,022 A_V \text{ [Lit.4]}$$

(A_V : interstellare Absorption im visuellen Spektralbereich in Magnitudines;

P: Polarisationsgrad,

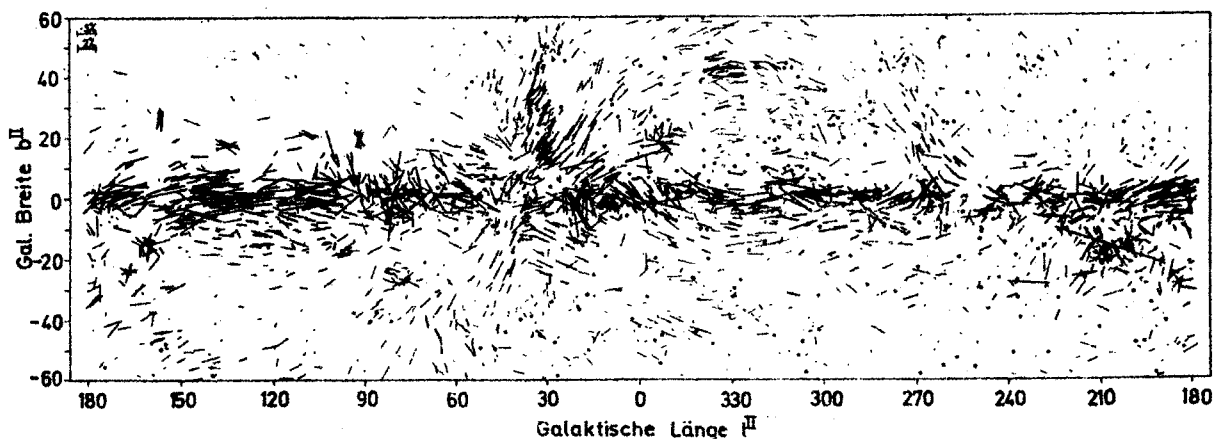
P = 0: keine Polarisation;

P = 1: maximale Polarisation)

zunimmt und bei einer Wellenlänge von 550nm am größten ist. Die länglichen Staubpartikel werden im Raum durch das galaktische Magnetfeld ausgerichtet. Dies geht aber nicht einfach so wie eine Kompaßnadel im irdischen Magnetfeld abgelenkt wird - dazu ist das galaktische Magnetfeld zu schwach. Der Prozeß, den die Astronomen "paramagnetische Relaxation" nennen, geht folgendermaßen vor sich:

Die Staubpartikel werden durch Kollisionen mit Gasatomen in äußerst schnelle (10^8 /sec) Rotation versetzt. Nur jene Teilchen, deren Rotationsachse mit den Feldlinien des lokalen galaktischen Magnetfeldes zusammenfällt, können ungehindert rotieren. Nach Modellrechnungen bewirkt dieser Mechanismus, daß etwa 10% der Staubteilchen ausgerichtet sind, was mit den beobachteten Polarisationsgraden gut übereinstimmt.

Die Beobachtungen der Polarisationsrichtungen in der Milchstraße lassen ein deutliches Muster erkennen; so ist das Licht aus niederen galaktischen Breiten parallel zur galaktischen Ebene polarisiert.



Interstellare Polarisation. Die Orientierung der Striche gibt die Richtung des elektrischen Vektors der optischen Polarisation, ihre Länge den Polarisationsgrad an (dünne und dicke Striche: Skala in der linken oberen Ecke; Kreise: $P < 0,08\%$). [Lit.7]

ERSCHEINUNGSFORMEN

Dunkelnebel

Sie sind die dichtesten Gebiete interstellarer Materie. Die Lichtabschwächung durch Staub kann solche Ausmaße annehmen, daß alle in und hinter der Staubwolke liegenden Sterne unsichtbar werden. Tatsächlich fallen Dunkelwolken im visuellen Bereich nur dadurch auf, daß sie etwas (Sterne, helle Nebel) abdecken. Globulen nennen wir jene kompakten Dunkelwolken, die sich z.B. vor dem Hintergrund heller Gasnebel scharf abzeichnen. Diese Globulen sind meist kleiner als 1pc. Die Astronomen nehmen an, daß in ihnen Sterne entstehen. Die Sternentstehung selbst können wir im sichtbaren Licht wegen der gewaltigen Lichtabschwächung der den Protostern einhüllenden Staubwolke nicht verfolgen. Im infraroten Spektralbereich jedoch haben die Astronomen schon einige Sterne gefunden, die eben erst entstanden sind.

Helle Nebel

Mehrere 100 helle galaktische Nebel sind bekannt; alle befinden sich in der Nähe der galaktischen Ebene. Wir unterscheiden vier Arten:

- HII-Regionen
- Reflexionsnebel
- Planetarische Nebel
- Supernovaüberreste

HII-Regionen

Dies sind Gebiete, die sehr eng mit der Sternentstehung zusammenhängen. In den dichten Materiewolken entstehen die Sterne. Anfangs bleiben sie in der dichten Staubwolke einer Globule unsichtbar. Erst im Laufe der Zeit blasen die jungen, heißen Sterne den Staub durch ihren Strahlungsdruck und Sternenwind fort, sodaß sie sichtbar werden. In dieser Phase der Sternentwicklung können wir die **Herbig-Haro Objekte** beobachten. Diese sind kleine optische Emissionsnebel, deren Gas durch Stoßwellen, welche von einem starken Sternwind (ca. 100km/s) verursacht werden, erhitzt wird und das deshalb leuchtet.

Die Bilder der HII-Regionen zeigen ein chaotisches Durcheinander von Staubfetzen, leuchtendem Gas und jungen Sternen. Diese heißen Sterne ionisieren das Gas in ihrer Umgebung durch ihre UV-Strahlung, welches dann durch Fluoreszenz leuchtet. Der Bereich des vollständig ionisierten Gases ist nach außen hin durch die Ionisationsfront scharf gegen das umgebende neutrale Gas getrennt. Das ionisierte Gas hat eine Temperatur von ziemlich konstant 10^4K . Diese Tatsache wird dem Sauerstoff im Nebel zugeschrieben: er wirkt als Thermostat, da er die "überschüssige" Energie zu seiner eigenen Ionisation verwendet.

Im Spektrum des Nebels sehen wir vorwiegend Emissionslinien von H, He und O. Besonders die Linien von O^+ und O^{++} (O^{++} im grünen Spektralbereich, $\lambda = 500,7\text{nm}$ und $495,9\text{nm}$) haben früher zur Annahme eines hypothetischen Elements "Nebulium" geführt, da man diese Linien in irdischen Laboratorien mit keinem bekannten Element identifizieren konnte. Heute

6. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

wissen wir, daß es einfach daran lag, daß man die Umgebungsbedingungen (Druck, Gasdichte), wie sie im Nebel herrschen, auf der Erde nicht nachbilden kann.

Infrarotemission finden wir von $3\mu\text{m}$ bis $3000\mu\text{m}$ mit einem Maximum bei $100\mu\text{m}$. Dieses Kontinuum ist Wärmestrahlung von 30K bis 300K warmem Staub. Manche junge HII-Region ist noch vollständig in Staubwolken eingehüllt, sodaß sämtliche sichtbare und UV-Strahlung in Wärme umgesetzt wird. Das hat natürlich eine sehr starke IR-Strahlung zur Folge - bis zu 10^7 Sonnenleuchtkräfte wurden gefunden.

Auch Radiostrahlung ($\nu > 1\text{GHz}$) wird im Nebel frei. Die Ursache dafür ist Bremsstrahlung aus Wechselwirkungen freier Elektronen mit den Gasionen.

Die HII-Regionen dehnen sich mit etwa $1\text{pc}/10^5\text{Jahren}$ aus, verdünnen sich und verlieren sich langsam im interstellaren Medium.

Reflexionsnebel

Sie treten hervor, wenn die Strahlung der Sterne nicht energiereich genug ist, um das Gas zu ionisieren. Das ist bei Sternen der Spektralklassen B und A der Fall. Die Strahlung der Sterne wird an den Staubpartikeln gestreut, welche dadurch sichtbar werden. Da blaues Licht stärker gestreut wird, erscheinen die Reflexionsnebel blau. Das Spektrum eines Reflexionsnebels zeigt die gleichen Linien, wie sie im Spektrum des beleuchtenden Sternes auftreten.

Planetarische Nebel

Die Bezeichnung ist rein phänomenologisch zu verstehen und trägt einer gewissen Ähnlichkeit mit dem Anblick der Planeten Uranus und Neptun Rechnung. Die planetarischen Nebel sind die sichtbaren Zeichen für das Ende eines Sternes mittlerer Masse. Bevor der Stern ein weißer Zwerg wird, stößt er einen Teil (ca. 0,2 Sonnenmassen) seiner Atmosphäre in den Raum ab. Starke Sternwinde von dem heißen Sternrest formen die Nebelmaterie. Abhängig von ihrer Dichteverteilung entstehen die verschiedenen, meist jedoch symmetrischen Formen der planetarischen Nebel. Die Gashülle dehnt sich mit etwa 20km/s aus, verdünnt sich und vermischt sich schließlich mit dem interstellaren Medium. Etwa 15% des gesamten Rücklaufes an Sternmaterie in das interstellare Medium kommt von planetarischen Nebeln; das sind etwa 5 Sonnenmassen pro Jahr in der Milchstraße. Im Stadium, wo der heiße ($> 4 \times 10^4\text{K}$) weiße Zwerg als Zentralstern die sich ausdehnende Gashülle durch seine UV-Strahlung ionisiert, können wir einen planetarischen Nebel beobachten. Oft finden wir mehrere konzentrische, offenbar zu unterschiedlichen Zeiten vom Zentralstern abgestoßene Nebelhüllen. Im Spektrum des Nebels treten neben den Emissionslinien von u.a. ionisiertem Wasserstoff, Sauerstoff und Stickstoff auch solche von Ne^{4+} und He^+ auf. Die typische grünliche Farbe der planetarischen Nebel kommt vom zweifach ionisierten Sauerstoff (O^{++}). Wir kennen etwa 1000 planetarische Nebel; ihr Alter ist durchschnittlich 10^4 Jahre. Der Bereich der scheinbaren Durchmesser reicht von Bogensekunden bei den sternähnlichen planetarischen Nebeln bis zu etwa 1° bei NGC7293 (Helixnebel).

Supernova-Reste

Die gewaltige Sternexplosion einer Supernova bewirkt eine Stoßwelle, die die äußeren Schichten des Sternes mit ca. 10000 km/s in den Raum schleudert und die interstellare Materie der Umgebung komprimiert. Die Temperaturen in der entstehenden Gasblase liegen über 10^6 K. Strahlung in allen Wellenlängenbereichen wird emittiert. In der Nähe der Stoßfront wird sichtbares Licht ausgesandt. Wahrscheinlich alle der schwereren Elemente als Eisen, die im Universum existieren, sind bei Supernovaexplosionen entstanden und werden so dem interstellaren Medium zugeführt.

STERNHAUFEN

Nach heutigen Vorstellungen über die Sternentstehung entstehen die Sterne in Gruppen und nicht als Einzelsterne. Das Jeans-Kriterium gibt die Masse, die erforderlich ist, damit eine Wolke interstellarer Materie instabil werden kann und kollabieren kann:

$$M \geq 3 \times 10^4 (T^3/n)^{0,5} \text{ [Lit.3]}$$

M ... kritische Masse in Sonnenmassen

T ... Temperatur in Kelvin

n ... Gasdichte in Atomen/cm³

Setzt man die Werte für verschiedene Wolken interstellarer Materie ein, dann erhält man Werte zwischen 30 Sonnenmassen für Dunkelwolken und 3000 Sonnenmassen für atomare Wolken. Daraus wird ersichtlich, daß die Sterne üblicherweise in Gruppen entstehen.

Wir unterscheiden zwischen drei Arten von Sternanhäufungen:

- Assoziationen
- Offene Sternhaufen, Galaktische Sternhaufen
- Kugelsternhaufen

Assoziationen und offene Haufen enthalten junge Sterne der Population I (Spiralarmpopulation); beide treten manchmal gemeinsam auf. Sie bevölkern einen sehr schmalen Bereich um die galaktischen Ebene. Kugelsternhaufen sind in dem etwa kugelförmigen Raum mit etwa 30 kpc Durchmesser zu finden, den wir unserer Milchstraße umschreiben können. Sie enthalten alte Sterne der Population II (Halopopulation).

Bedeutung für die Erforschung der Sternentwicklung

Allen Sternhaufen ist gemeinsam, daß sie Sterne enthalten, die nahezu zur gleichen Zeit entstanden sind. Ebenso ist die chemische Zusammensetzung aller Sterne eines Haufens gleich, da sie alle aus derselben (recht gut durchmischten) Wolke interstellaren Materials entstanden sind. Damit ist auch die Bedeutung der Sternhaufen für die Erforschung der Sternentwicklung klar: nur mehr die Masse des einzelnen Sternes ist variabel - die beiden anderen Größen

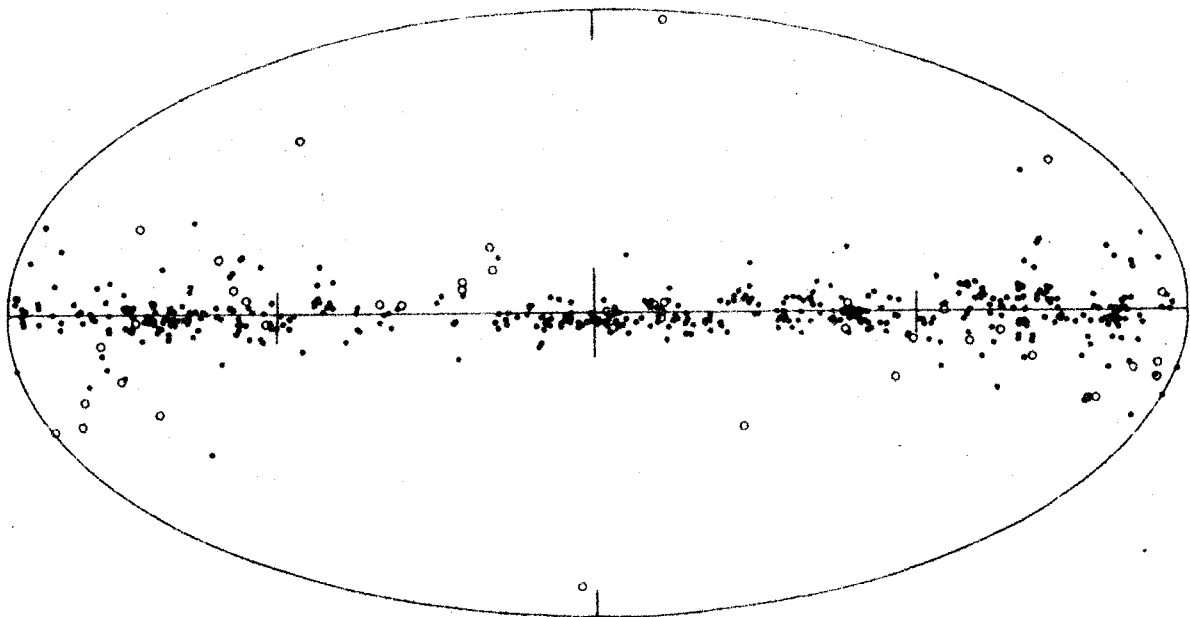
8.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

(Alter und Chemie), die die Sternentwicklung bestimmen, sind Konstante für den betrachteten Sternhaufen. Da auch alle Sterne eines Haufens annähernd in der gleichen Entfernung von uns stehen, ist ihre (leicht zu messende) scheinbare Helligkeit ein direktes Maß für ihre absolute Helligkeit oder Leuchtkraft.

Assoziationen

Assoziationen sind lockere Gruppen sehr junger Sterne der Spektralklassen O und B, weswegen sie auch als OB-Assoziationen bezeichnet werden. Sie sind keine gravitationell gebundenen Gebilde - die einzelnen Sterne verlieren sich in recht kurzer Zeit im Raum. Sie befinden sich in den Spiralarmen unserer Milchstraße.

Offene Sternhaufen



Scheinbare Verteilung der offenen Sternhaufen. Galaktische Koordinaten; Mitte: $l=0^\circ$, $b=0^\circ$. [Lit.4]

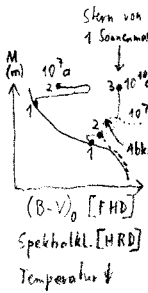
Insgesamt dürften etwa 20000 offene Haufen in unserer Milchstraße existieren. Mehrere hundert von ihnen bis in Entfernungen von etwa 3kpc kennen wir, von denen alle sehr nahe der galaktischen Ebene stehen. Junge offene Haufen befinden sich wie die Assoziationen in den Spiralarmen der Milchstraße. Je älter die offenen Haufen sind, desto häufiger treten sie in größerer Entfernung von den Spiralarmen auf. Im Gegensatz zu den Assoziationen sind die offenen Haufen gravitationell gebundene Gebilde - sie sind über lange Zeit beständig. Die Bezeichnung rührt daher, daß wir die Sterne auch im Zentrum eines offenen Haufens einzeln sehen können. Anders ausgedrückt: durch einen offenen Haufen kann man sozusagen "durchsehen". Offene Haufen sind gar nicht bis wenig gegen ihr Zentrum hin verdichtet. In ihnen be-

9. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

finden sich von einem Dutzend bis zu mehreren hundert Sternen. Sehr oft finden wir die Sterne eines jungen offenen Haufens von Gas und Staub umgeben, aus denen sie entstanden sind.

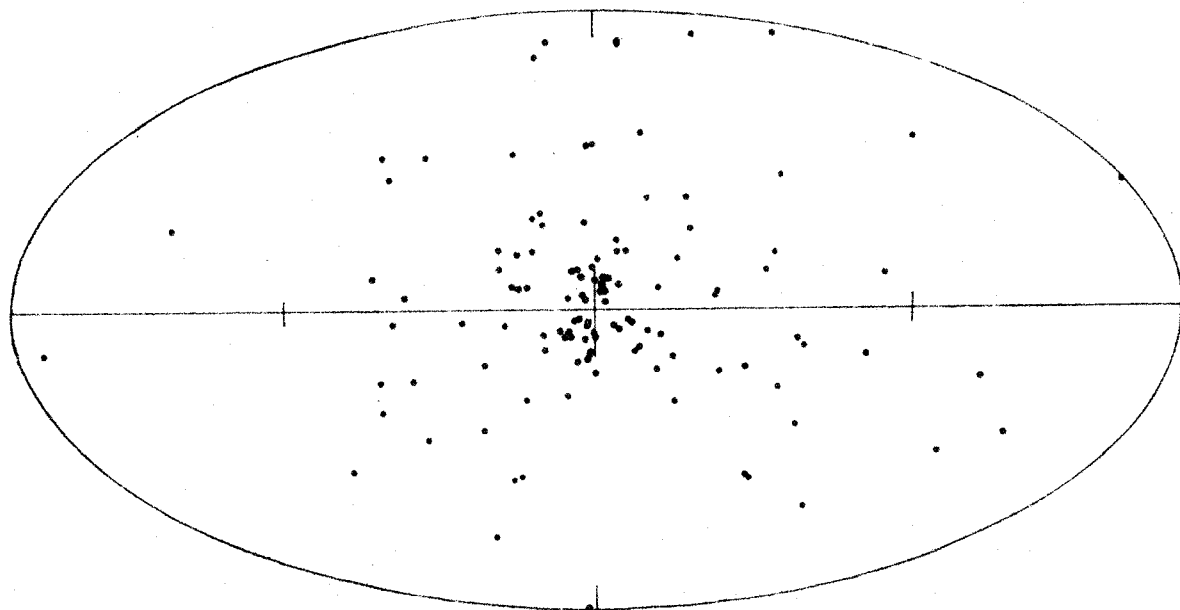
Altersbestimmung

Trägt man die scheinbaren Helligkeiten der einzelnen Sterne gegen die Spektalklassen in einem HRD ein, so läßt sich aus dem "Abknickpunkt" von der Hauptreihe und den Modellen der Sternentwicklung das Alter des Sternhaufens bestimmen. Anstelle des HRD kann gleichwertig das einfacher zu erstellende Farben-Helligkeitsdiagramm (FHD) verwendet werden. Im FHD tritt der Farbindex an die Stelle des Spektrums, da dieser viel leichter zu ermitteln ist. Aber Achtung: Der Farbexzeß muß dabei vorher bestimmt werden, damit der beobachtete Farbindex $(B-V)$ auf den wahren Farbindex $(B-V)_0$, der der Spektralklasse entspricht, reduziert werden kann.



Kugelsternhaufen

Wir kennen etwa 100 Kugelsternhaufen; die Gesamtzahl in unserer Milchstraße dürfte etwa 200 sein. Sie bevölkern den Bereich außerhalb der Milchstraßenebene; zum Milchstraßenzentrum hin treten sie häufiger auf und werden nach außen hin immer seltener. Diese räumliche Verteilung hat zur Folge, daß sie, von unserem Standpunkt aus betrachtet, besonders häufig in Richtung zum galaktischen Zentrum auftreten. Etwa ein Drittel aller bekannten Kugelhaufen befinden sich in 2% der gesamten Himmelsfläche um das Zentrum der Milchstraße im Sternbild Schütze.



Scheinbare Verteilung der kugelförmigen Sternhaufen. Galaktische Koordinaten; Mitte: $l=0^\circ, b=0^\circ$. [Lit.4]

Raubahnen

Die Kugelsternhaufen nehmen nicht an der Rotation der galaktischen Scheibe teil - ihre Umlaufbahnen um das Milchstraßenzentrum weisen alle möglichen Bahnlagen auf. Während eines Umlaufes um das galaktische Zentrum kreuzt ein Kugelhaufen daher zweimal die galaktische Ebene; dabei können ihm einzelne Sterne an seinen Randgebieten durch Gezeitenkräfte entweichen. Tatsächlich finden wir solche "Schnelläufer"-Sterne, die eine hohe Geschwindigkeitskomponente senkrecht zur galaktischen Ebene aufweisen.

Größe, Sternzahl und -dichte

Die Durchmesser der Kugelsternhaufen liegen etwa zwischen 7pc und 120pc. Ein Kugelsternhaufen enthält zwischen 100 000 und 1 000 000 Sterne. In seinem Zentrum ist er äußerst dicht mit Sternen bevölkert - etwa 1000 Sterne pro Kubikparsec. Das ist 1000x mehr als in der Umgebung der Sonne. Nach außen hin nimmt die Sterndichte ab.

Alter und Chemie

Die Sterne in den Kugelhaufen unserer Milchstraße sind etwa gleichzeitig mit ihr entstanden und sind entsprechend etwa 10 Milliarden Jahre alt. Diese Sterne weisen eine andere chemische Zusammensetzung auf als die meisten Sterne der galaktischen Ebene. Der Grund dafür liegt darin, daß die Sterne der Ebene aus Materie entstanden sind, die von vorangegangenen Sternenerationen mit schweren Elementen angereichert wurde. Im Gegensatz dazu bestehen die Sterne in den Kugelhaufen aus der "Urmaterie", die eben die chemische Zusammensetzung der protogalaktischen Wolke aufweist. Entsprechend arm an schweren Elementen sind die Sterne in den Kugelhaufen. Die Kugelsternhaufen in der Nähe des galaktischen Zentrums sind dabei die metallreichsten. Der Unterschied im Metallgehalt der einzelnen Kugelsternhaufen zeigt sich in der Form des FHD: Je metallärmer ein Kugelhaufen ist, desto ausgeprägter ist sein horizontaler Ast zum blauen Spektralbereich. Bei den metallärmsten Kugelhaufen ist das blaue Ende dieses horizontalen Astes stärker besetzt als das rote Ende. Der hier verwendete **Metallindex** drückt die Metallizität eines Kugelhaufens durch das Verhältnis der Häufigkeit von Eisen zu Wasserstoff (Fe/H) relativ zur Sonne aus:

$$\text{Metallindex} = \log_{10} \left(\frac{(Fe/H)_{\text{Kugelhaufen}}}{(Fe/H)_{\text{Sonne}}} \right) \text{ [Lit.1]}$$

Obwohl im Zuge der Sternentwicklung große Mengen Gas von den Sternen an ihre Umgebung abgegeben werden, fehlt dieses interstellare Gas in den Kugelsternhaufen - nicht jedoch der Staub, der in Form von Dunkelwolken auch in Kugelsternhaufen nachgewiesen werden konnte. Es muß offenbar einen bis jetzt ungeklärten Mechanismus geben, der die Kugelsternhaufen von Gas reinigt, ihnen aber den Staub beläßt. Möglicherweise hängt dieser Mechanismus mit dem Durchqueren der galaktischen Ebene zusammen.

AUSGESUCHTE OBJEKTE

von Mitteleuropa sichtbar

Katalognr. M andere	Stern- bild	max. ϕ	α 2000.0	δ	Galaktische Länge	Breite
Dunkelnebel						
B33	Ori	6'	5 ^h 40,9 ^m	- 2°28'	207,0°	-16,8°
B86	Sgr	4'	18 02,7	-27 50	2,9	- 2,7
B92	Sgr	12'	18 15,5	-18 11	12,7	- 0,6
B133	Aql	10'	19 06,1	- 6 50	28,5	- 6,4
HII-Regionen						
M42 NGC1976	Ori	60'	5 35,4	- 5 27	209,1	-19,4
M20 NGC6514	Sgr	30'	18 02,6	-23 02	7,0	- 0,3
M8 NGC6523	Sgr	90'	18 03,8	-24 23	6,0	- 1,2
NGC7000	Cyg	120'	20 58,8	+44 20	85,5	- 1,0
Reflexionsnebel						
M45	Tau	110'	3 47,0	+24 07	166,6	-23,5
M78 NGC2068	Ori	8'	5 46,7	+ 0 03	205,3	-14,3
M20 NGC6514	Sgr	30'	18 02,5	-22 54	7,1	- 0,2
NGC7023	Cep	18'	21 01,8	+68 12	104,1	+14,2
Planetarische Nebel						
M76 NGC650, 651	Per	65"	1 42,2	+51 34	130,9	-10,5
NGC2392	Gem	13"	7 29,2	+20 55	197,9	+17,4
M97 NGC3587	UMa	194"	11 14,8	+55 01	148,5	+57,1
M57 NGC6720	Lyr	70"	18 53,6	+33 02	63,2	+14,0
M27 NGC6853	Vul	350"	19 59,6	+22 43	60,8	- 3,7
Supernovaüberreste						
M1 NGC1952	Tau	6'	5 34,5	+22 01	184,6	- 5,8
Cirrus-Nebel:						
NGC6960,	Cyg	70'	20 45,7	+30 43	73,3	- 7,6
-----,		45'	20 48,5	+31 09	74,0	- 7,8
IC1340,		25'	20 56,2	+31 04	75,0	- 9,2
NGC6992,		60'	20 56,4	+31 43	75,5	- 8,8
NGC6995		12'	20 57,1	+31 13	75,2	- 9,2
Offene Sternhaufen						
NGC869,	Per	30'	2 19,0	+57 09	134,6	- 3,7
884		30'	2 22,4	+57 07	135,1	- 3,6
M45	Tau	110'	3 47,0	+24 07	166,6	-23,5
M37 NGC2099	Aur	24'	5 52,4	+32 33	177,6	+ 3,1
M67 NGC2682	Cnc	30'	8 50,4	+11 49	215,6	+31,7
M11 NGC6705	Sct	14'	18 51,1	- 6 16	27,3	- 2,8
Kugelförmige Sternhaufen						
M3 NGC5272	CVn	16'	13 42,2	+28 23	42,2	+78,7
M13 NGC6205	Her	17'	16 41,7	+36 28	59,0	+40,9
M15 NGC7078	Peg	12'	21 30,0	+12 10	65,0	-27,3

OBJEKTBESCHREIBUNGEN

B(arnard) 33: Dunkelnebel

Pferdekopfnebel.

Ausdehnung 6'x4'.

Ausbuchtung in der Mitte des westlichen Randes einer großen Dunkelwolke, die von ζ Orionis im Norden über 1° nach Süden reicht. Sie begrenzt den Emissionsnebel IC434 im Osten. Für die visuelle Beobachtung äußerst schwieriges Objekt. Wurde 1889 von Pickering auf photographischen Aufnahmen entdeckt.

B(arnard) 86: Dunkelnebel

Einer der auffälligsten Dunkelnebel des Himmels in einer sternreichen Milchstraßenwolke im Schützen. B86 liegt am westlichen Rand des kleinen offenen Sternhaufens NGC6520. Die Dunkelwolke erscheint als ein deutlicher, nahezu sternleerer Fleck.

B(arnard) 92: Dunkelnebel

Ausdehnung 12'x6'.

Liegt am Westende der Sternwolke M24 in der Milchstraße im Sternbild Schütze. Ein einzelner Vordergrundstern 12.Größe steht ein wenig östlich der Mitte der Dunkelwolke. Der östliche Rand erscheint scharf begrenzt.

B(arnard) 133: Dunkelnebel

Ausdehnung 10'x3'.

Völlig sternleerer Fleck in der Milchstraße des Sternbildes Adler.

M42 NGC1976: HII-Region

Großer Orionnebel.

Entfernung ca. 0,5kpc. Masse ca. 10^4 Sonnenmassen.

Eines der schönsten Exemplare einer HII-Region. Schon mit freiem Auge als matter Nebelfleck im Schwertgehänge des Sternbildes Orion sichtbar. In einem kleinen Fernrohr zeigt der prächtige Nebel eine auffällige grünliche Färbung, die von den zweifach ionisierten Sauerstoffatomen herrührt. Die Ionisationsquelle ist der Stern θ^1 Ori, ein Mehrfachsternsystem. Es ist das berühmte "Trapez" im Orionnebel. Infrarotbeobachtungen zeigen einen dichten Haufen aus 500 Sternen um das Trapez; nur ein Fünftel von ihnen sind auch im sichtbaren Licht beobachtbar. Diese Sterne sind noch sehr jung, vielleicht nur etwa 100 000 Jahre. Der Haufen liegt im Zentrum der dichten Molekülwolke OMC-1. Der sichtbare Nebel und die Trapezsterne liegen an dieser Molekülwolke (und sind wahrscheinlich aus ihr entstanden) auf unserer Seite. Wäre die Molekülwolke zwischen dem Nebel und uns, könnten wir weder den Orionnebel noch die Trapezsterne sehen.

Durch eine Brücke aus interstellarem Staub wird M43 von M42 getrennt. In Wirklichkeit gehört M43 zum gleichen Nebelkomplex. Die bogenförmigen Filamente des Nebels lassen sich

13.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

mit Fernrohren bis zu großen Entfernungen vom Trapez beobachten; mit einem Weitwinkelokular betrachtet hinterläßt die ganze Erscheinung dieses chaotischen Nebelkomplexes mit seinen Dunkelwolken, jungen Sternen und leuchtendem Gas einen tiefen Eindruck beim Beobachter.

M20 NGC6514: HII-Region + Reflexionsnebel

Trifidnebel.

Entfernung ca. 1,6kpc.

Er besteht aus zwei Teilen: der südliche Teil ist eine HII-Region, während der schwächere nördliche Teil ein Reflexionsnebel ist. Der Name "Trifid" bezieht sich auf eine Dreiteilung des südlichen Nebelteils durch Dunkelwolken. Der Zentralstern GC24537, ein Riese der Spektralklasse O7, ist ein Mehrfachstern und die Ionisationsquelle des südlichen Nebelteils. Der nördliche Teil von M20 wird von dem 7,4^m hellen Stern HD164514, einem Überriesen der Spektralklasse A5, beleuchtet. Auf lange belichteten Farbaufnahmen zeigt sich, daß der Reflexionsnebel so ausgedehnt ist, daß er den Emissionsnebel einhüllt.

M8 NGC6523: HII-Region + Offener Sternhaufen

Lagunennebel.

Entfernung ca. 1,6kpc.

Eine helle HII-Region im Sternbild Schütze. Auffällig ist eine Brücke aus Staub, die sich vor dem Nebel spannt und ihn in zwei Hälften zu teilen scheint. Der hellste Teil des Nebels, ca. 30" groß, ist wie eine Sanduhr geformt und wird im anglikanischen deshalb als *hourglass* bezeichnet.

Der offene Sternhaufen NGC6530 liegt im östlichen Teil des Nebels. Seine Sterne ionisieren den Nebel. Die Mitglieder dieses Sternhaufens sind alle sehr jung, diejenigen späterer Spektralklassen als A0 haben die Hauptreihe noch nicht erreicht.

NGC7000: HII-Region

Nordamerikanebel.

Entfernung ca. 0,2kpc. Masse ca. 200 Sonnenmassen.

Schon mit freiem Auge kann man in einer klaren, dunklen Nacht diese hellere Stelle in der Milchstraße im Sternbild Schwan sehen. Am besten ist der Nebel mit einem lichtstarken Feldstecher oder einem Kometensucher zu sehen. Wegen seiner großen Ausdehnung in größeren Fernrohren kaum zu beobachten. Die Ionisationsquelle dürfte ein Stern sein, der im visuellen Spektralbereich um 20 Größenklassen geschwächt wird und im Infraroten bei 900nm ein Stern 10.Größe ist. Er liegt zwischen dem Nordamerikanebel und dem benachbarten Pelikannebel.

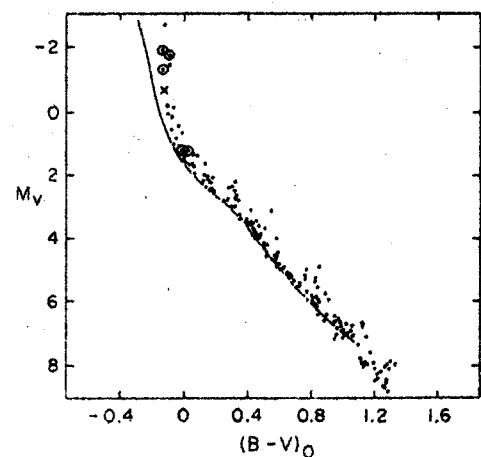
M45: Offener Sternhaufen + Reflexionsnebel

Plejaden, Siebengestirn.

Entfernung 0,13kpc. Alter 78 Mio Jahre. Sternzahl 250.

Vielleicht der schönste offene Sternhaufen des Himmels. Ein auffälliges freisichtiges Sterngrüppchen im Sternbild Stier. Die Anordnung der hellsten Sterne erinnert an den Großen Wagen, weswegen er oft fälschlicherweise für den Kleinen Wagen gehalten wird. Mit freiem Auge können gewöhnlich 6 oder 8 Sterne erkannt werden; manche besonders scharfsichtige Beobachter können sogar bis zu 14 Sterne ausmachen. Am eindrucksvollsten sind die Plejaden mit einem lichtstarken Feldstecher oder einem Kometensucher zu beobachten; mit stärkeren Vergrößerungen und entsprechend kleiner werdendem Gesichtsfeld verliert dieser Sternhaufen an Schönheit.

Der ganze Sternhaufen ist in einen Reflexionsnebel eingebettet. Die Nebel erscheinen besonders um die hellsten Sterne (diese sind alle Riesensterne der Spektralklasse B) und sind auf Photographien sehr eindrucksvoll. Die Nebel zeigen die Ausrichtung ihrer Staubkörner durch eine eigentümliche faserige Struktur, welche besonders in den Nebeln um die Sterne Merope und Maia auffällig sind. Diese Struktur ähnelt irdischen Cirrus-Wolken. Visuell sind die Nebel wegen der hellen Sterne schwer zu sehen.



M78 NGC2068: Reflexionsnebel

Die Staubmaterie dieses Nebels wird von zwei Riesensternen der Spektralklasse B beleuchtet. Die beiden Sterne sind etwa 10.Größe und 53" voneinander entfernt. Der Nebel erscheint an seiner NW-Seite schärfer begrenzt. Das Licht des näher am NW-Rand stehenden Sternes scheint durch dichte Staubmassen durch. Um den Nebel findet man einige sehr schwache rote Sterne.

NGC7023: Reflexionsnebel

Dieser Reflexionsnebel im Sternbild Cepheus wird von HD200775, einem Stern 7.Größe der Spektralklasse B3e, beleuchtet.

M76 NGC650, 651: Planetarischer Nebel

Kleiner Hantelnebel.

Entfernung ca. 1,1kpc.

Zentralstern: 17^m, Oberflächentemperatur 70000K.

In größeren Amateurfernrohren erscheint dieser schwache Nebel als zwei matte Fleckchen in 1' Abstand voneinander, zwischen denen der Zentralstern 17.Größe steht. Auf langbelichteten Aufnahmen erscheinen schwache ringförmige Nebelfilamente, die den Nebel umgeben wie Magnetfeldlinien einen Stabmagneten. Die Ursache für diese Erscheinungsform dürfte

möglicherweise tatsächlich das Magnetfeld des Zentralsterns sein, von dessen Oberfläche fortgeschleudertes Plasma den Magnetfeldlinien folgt.

NGC2392: Planetarischer Nebel

Eskimonebel.

Entfernung ca. 0,9kpc.

Zentralstern: 10,5^m, Oberflächentemperatur 40000K, Spektrum O7.

Der helle Zentralstern wird von einer hellen ovalen Gashülle (19x15") umgeben. Deren sichtbare Strukturen erinnern an ein menschliches Antlitz. Ein äußerer, schwächerer Ring von etwa der doppelten Größe wird erst in großen Fernrohren (40cm) sichtbar.

M97 NGC3587: Planetarischer Nebel

Eulennebel.

Entfernung ca. 0,4kpc.

Zentralstern: 16^m, Oberflächentemperatur 85000K.

Wegen seiner geringen Flächenhelligkeit kein leichtes Objekt. Lord Rosse fand bei seinen Beobachtungen im Jahr 1848 eine Ähnlichkeit des Nebels mit dem Gesicht einer Eule - zwei dunklere, kreisrunde Stellen im Nebel, in denen Rosse jeweils einen schwachen Stern sah - die Augen der Eule. Der schwächere der beiden Sterne konnte später nicht mehr identifiziert werden.

M57 NGC6720: Planetarischer Nebel

Ringnebel.

Entfernung ca. 0,6kpc.

Zentralstern: 15^m, kontinuierliches Spektrum, Temperatur 100000K.

Ein heller ovaler Ring, dessen Inneres schwach leuchtet. In größeren Fernrohren ist eine streifenförmige Struktur des Ringinneren zu beobachten. Mit großen Fernrohren gemachte langbelichtete Aufnahmen zeigen mehrere konzentrische Schalen bis hinaus zum dreifachen visuellen Durchmesser des Nebels. Das deutet darauf hin, daß mehrere zeitlich getrennte Abstoßungen der Materie vom Stern erfolgt sind. Aus IRAS-Beobachtungen fanden Greenhouse, Hayward und Thronson (Univ. Wyoming, 1988), daß im Ring etwa 1000mal mehr kühler Staub vorhanden ist als durch den expandierenden Nebel aus der interstellaren Umgebung zusammengefeßt werden hätte können. Daraus läßt sich schließen, daß der Staub im Nebel selbst entstanden ist. Auch findet sich molekularer Wasserstoff im Nebel.

M27 NGC6853: Planetarischer Nebel

Hantelnebel.

Entfernung ca. 0,3kpc.

Zentralstern: 14^m, Spektrum O7, Temperatur 85000K.

Schon ein kleines Fernrohr zeigt die etwa rechteckige Form des Nebels. In größeren Geräten (40cm) ist neben der Hantelform auch die schwache äußere Hülle des Nebels sichtbar.

M1 NGC1952: Supernovarest

Krebsnebel.

Entfernung ca. 2kpc.

Rest einer Supernova, die im Jahre 1054 von chinesischen Astronomen beobachtet und beschrieben wurde. Der Nebel wurde 1731 von dem englischen Amateurastronomen John Bevis entdeckt; unabhängig davon fand Charles Messier den Nebel im Jahre 1758. In den meisten Amateurfernrohren wird wenig mehr als ein diffuses längliches Wölkchen zu sehen sein - die eindrucksvolle Struktur des Nebels mit seinen verästelten Filamenten ist nur mit sehr großen Fernrohren oder photographisch erfaßbar.

Die Expansion des Nebels wurde aus zeitlich auseinanderliegenden Beobachtungen zu 0,2" pro Jahr im Mittel bestimmt. Aus der Entfernung und dem scheinbaren Durchmesser ergibt sich daraus ein Alter von etwa 900 Jahren.

Die Strahlung aus dem amorphen Teil des Nebels ist polarisiert; wir wissen, daß es sich dabei um sogenannte Synchrotronstrahlung handelt. Diese entsteht, wenn sehr schnelle (fast Lichtgeschwindigkeit) Elektronen in einem Magnetfeld abgelenkt werden. Das Spektrum dieser Strahlung ist kontinuierlich (es zeigt keine Absorptions- oder Emissionslinien) und reicht vom Radiowellenbereich bis zu den Gammastrahlen. Im Zentrum des Nebels befindet sich ein Neutronenstern, der auch ein Pulsar mit einer Periode von 33ms ist. Dieser Neutronenstern "pumpt" durch seine Rotation und sein mitrotierendes Magnetfeld die Energie in den Nebel. Dadurch wird die Rotation des Sterns langsamer. Berechnungen zeigen, daß die Abnahme der Rotationsenergie tatsächlich mit der beobachteten Strahlungsenergie übereinstimmt. Die Filamente leuchten vor allem im roten Licht der H_{α} -Linie; die Ionisation der Materie in den Filamenten erfolgt durch die energiereiche Strahlung aus der amorphen Nebelmasse.

NGC 6960, 6992, 6995, IC1340: Supernovarest

Cirrus-Nebel.

Entfernung ca. 0,5kpc.

Die einzelnen Segmente des Nebelkomplexes befinden sich in einem etwa kreisförmigen Himmelsbereich von etwa 2,6° Durchmesser. Das hellste Nebelsegment ist NGC6992. Es ist schon in einem Feldstecher zu sehen, dunklen Himmel vorausgesetzt. Die anderen Segmente sind schwieriger zu beobachten, am leichtesten noch NGC6960, der den Stern 52 Cygni zu berühren scheint. Tatsächlich ist dieser aber ein Vordergrundstern, der mit dem Nebel nichts zu tun hat. Dieser Stern 4.Größe stört durch seine Helligkeit die Beobachtung des Nebels. Schon in einem 20cm-Fernrohr zeigt sich die interessante filamentartige Struktur der helleren Nebel. Die Supernova, die den Nebel erzeugt hat, dürfte vor etwa 40000 Jahren explodiert sein. Bis heute konnte der Stern, der von der Supernovaexplosion überblieb, nicht identifiziert werden.

NGC869, 884: Offener Sternhaufen

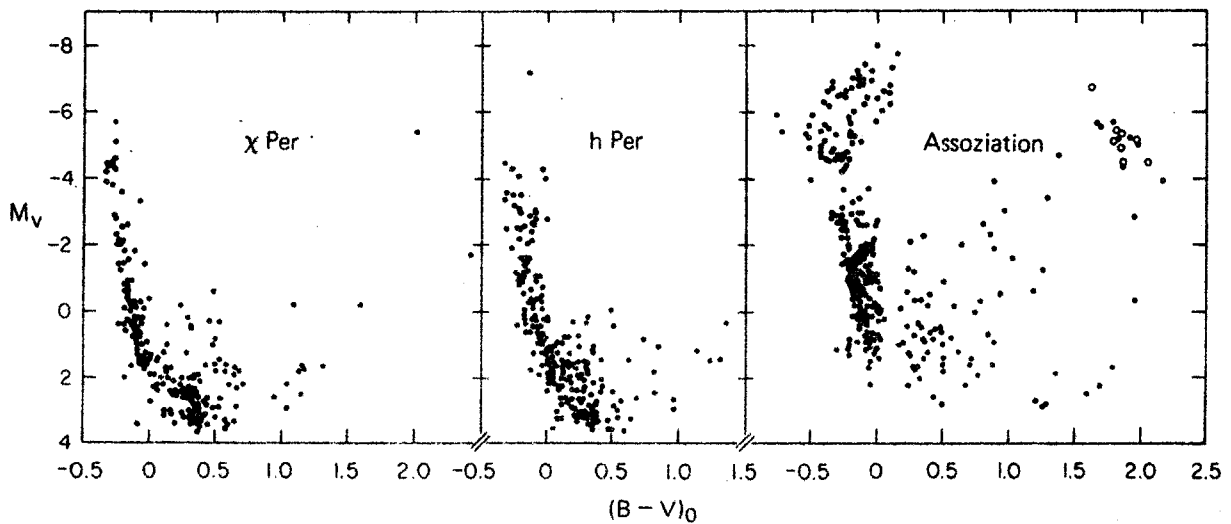
h + χ Persei.

Entfernung: NGC869 ca. 2,2kpc; NGC884 ca. 2,3kpc.

Alter: NGC869 5,6Mio Jahre; NGC884 3,2Mio Jahre.

Der doppelte Sternhaufen im Perseus ist schon mit freiem Auge als zwei schwache nebelige Fleckchen zwischen Kassiopeia und Perseus zu sehen. Schon Hipparchos und Ptolemäus beschrieben dieses nebelige Fleckchen. Mit einem Gesichtsfeld von mehr 1° kann man beide Sternhaufen auf einmal beobachten. Die beiden Sternhaufen liegen in der OB-Assoziation mit der Bezeichnung Per OB1. Diese hat einen Durchmesser von 6° und enthält 9 Sterne der Spektralklasse O und 56 Sterne der Spektralklasse B.

NGC869 enthält etwa 400 Sterne; der hellste Stern ist 6,5^m hell. NGC884 hat etwa 300 Sterne; hier ist der hellste unter ihnen 8^m hell. Beide Sternhaufen zeigen eine starke Konzentration zum Zentrum hin.

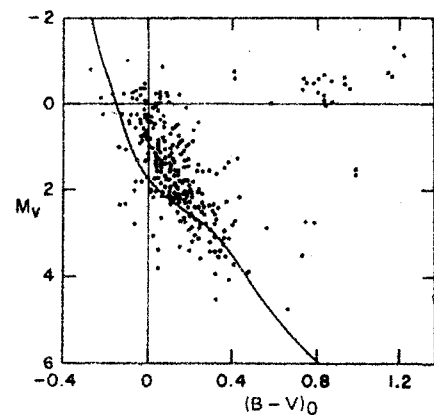


FHD von h + χ Per und der Assoziation Per OB1.

M37 NGC2099: Offener Sternhaufen

Entfernung ca. 1,4kpc. Alter 300 Mio Jahre. Sternzahl 150, 9,2^m..12,5^m.

Ein sehr schöner Sternhaufen für Fernrohre jeder Größe. Er ist der Eindrucksvollste der drei hellen offenen Sternhaufen im Sternbild Fuhrmann. M37 ist zum Zentrum hin nur schwach konzentriert.



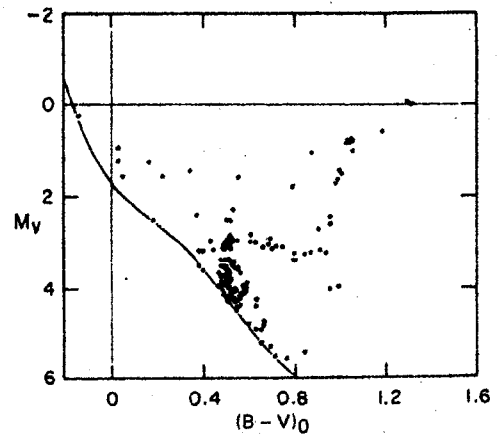
18.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

M67 NGC2682: Offener Sternhaufen

Entfernung ca. 0,8kpc, Alter 3200 Mio Jahre, Sternzahl 500, $9,7^m \dots 16^m$.

Der sternreiche Haufen ist zu seinem Zentrum hin nur schwach konzentriert.

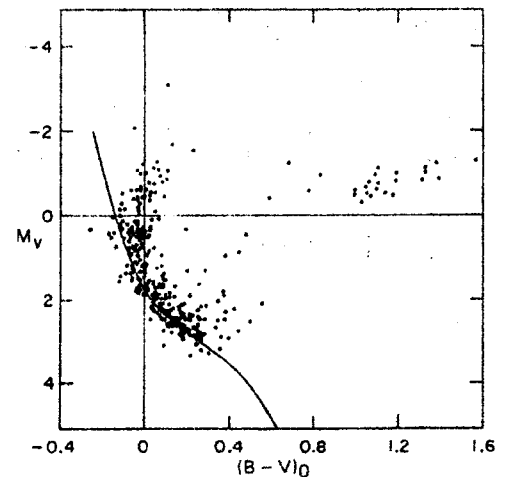
Er ist einer der ältesten bekannten offenen Sternhaufen und steht sehr weit von der galaktischen Ebene entfernt.



M11 NGC6705: Offener Sternhaufen

Entfernung ca. 1,7kpc; Alter 220 Mio Jahre; Sternzahl 500, $11^m \dots 14^m$.

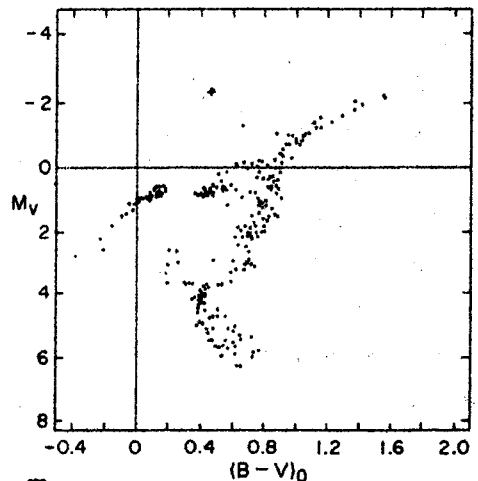
Dieser Sternhaufen bieten einen wunderschönen Anblick schon in kleinen Fernrohren von 5cm Durchmesser. Gottfried Kirch (Berlin) entdeckte den Haufen im Jahre 1681. Die Sternkonzentration zum Zentrum hin ist bei M11 eine der stärksten, die wir bei offenen Haufen finden.



M3 NGC5272: Kugelsternhaufen

Entfernung 10kpc; Metallindex -1,66.

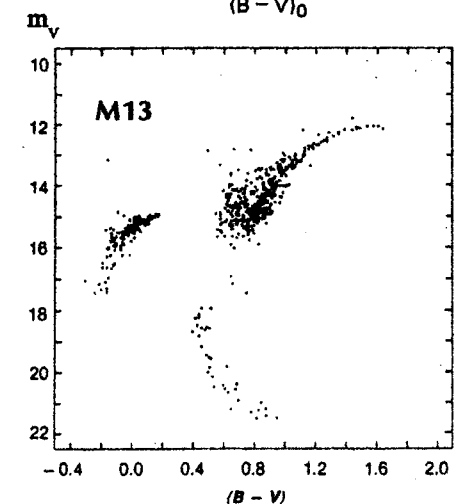
Messier entdeckte diesen wunderschönen Sternhaufen im Jahre 1764. Schon in einem kleinen Feldstecher ist er als mattes Wölkchen zu sehen. Ein 10cm-Fernrohr zeigt schon die äußeren Bereiche des Haufens in Einzelsterne aufgelöst. M3 enthält besonders viele veränderliche Sterne des Typs RR Lyrae.



M13 NGC6205: Kugelsternhaufen

Entfernung 7kpc; Metallindex -1,65.

Der berühmte Kugelsternhaufen im Herkules wurde zuerst von Herschel im Jahre 1715 erwähnt. Die hellsten Sterne sind rote Riesensterne und erscheinen etwa 11^m hell. Manche Beobachter berichten über eine dreiarmige dunkle Struktur in ihm. Die Mitte der drei dunklen Streifen, die den Haufen durchsetzen, ist etwas vom Haufenmittelpunkt gegen Südosten versetzt. Auch auf Photographien kann die einem drei-



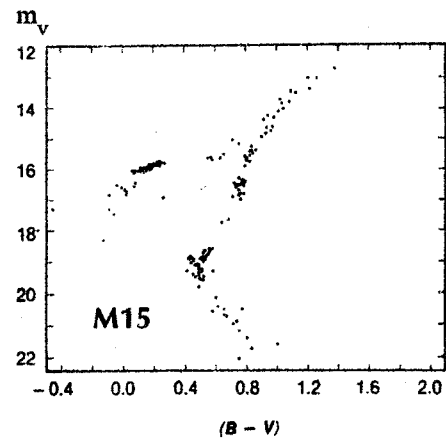
19.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie und Sternhaufen

flügeligem Propeller ähnelnde Struktur ausgemacht werden, sofern diese dafür gerade richtig belichtet sind. Es handelt sich dabei wahrscheinlich, ähnlich wie bei den Sternketten, um einen physiologischen Effekt: wir versuchen, in zufälligen Strukturen geometrische Formen zu finden.

M15 NGC7078: Kugelsternhaufen

Entfernung 9kpc; Metallindex -2,15.

Er wurde im Jahre 1745 von Maraldi entdeckt. Dieser Kugelsternhaufen zeigt eine Abplattung besonders in seinem dichteren inneren Bereich, welche auf seine eigene Rotation zurückzuführen ist. An der nordöstlichen Seite, etwa 30" vom Haufenzentrum entfernt, befindet sich ein planetarischer Nebel ($m_{\text{phot}} 13,8^{\text{m}}$; Durchmesser 1"), der tatsächlich dem Sternhaufen angehört.



LITERATUR:

1. Sky Catalogue 2000.0 Vol.1, 2. Hirshfeld, Sinnott 1985, Sky Publishing Corporation.
2. Burnham's Celestial Handbook Vol.1-3. 1978, Dover Publications.
3. Cambridge Enzyklopädie der Astronomie, 1980, Mosaik-Verlag.
4. Interstellare Materie. Scheffler, 1987, Vieweg-Verlag.
5. Sterne und Sternhaufen. Payne-Gaposchkin, 1984, Vieweg-Verlag.
6. Großer IRO-Atlas der Astronomie, 1987, IRO München.
7. Der neue Kosmos. Unsöld, 1974, Springer-Verlag.
8. Sky And Telescope. 1980-1989, Sky Publishing Corporation.

Ich danke meiner Frau für ihre Hilfe bei der Suche nach Literaturstellen.

Ing.Michael Pietschnig
Diefenbachgasse 45-47/1/9
1150 WIEN

Gastvortrag:

Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Das hier vorliegende Manuskript ist ein überarbeiteter Teil meiner Dissertation, welche ich unter obigem Titel an der Ruhr-Universität Bochum veröffentlicht habe. Da der Text zu anderm Zweck als dem Vortrag verfasst worden ist, besteht keine vollständige Identität mit dem Vortrag.

Stefan Kimeswenger

Inhaltsverzeichnis

0. Einleitung	1
1. Messungen und Datenmaterial	1
2. Reduktion der Daten	
2.1. Gerätetechnische Effekte	6
2.2. Korrektur für atmosphärische Effekte	12
2.3. Korrektur für extraterrestrische Störungen: das Zodiakallight	16
2.4. Fehler der Photometrie	19
2.5. Vergleich mit anderen B-Photometrien	21
3. Das Erscheinungsbild der Milchstraße	
3.1. Die globale Struktur	23
3.2. Die lokale Struktur	27
4. Vergleich mit Galaxienmodellen	
4.1. Ansatz zu Galaxienmodellen	29
4.2. Standardmodelle aus der Literatur	31
4.3. Modifikation der bisherigen Modelle	35
5. Ausblick	39
Literaturverzeichnis	

0. Einleitung

Die Entschlüsselung der Struktur unserer Galaxis ist eines der Hauptziele der modernen Astronomie. Neben den Untersuchungen an Einzelobjekten (zum Beispiel HII-Regionen oder einzelnen jungen Sternen) ist die Flächenphotometrie eine wichtige Methode, um die Eigenschaften und den Aufbau der Milchstraße zu erkennen. Ohne die interstellare Extinktion würde eine Flächenphotometrie, da Flächenhelligkeiten entfernungsunabhängig sind, die Eigenschaften der gesamten Galaxis unverfälscht widerspiegeln. Daraus kann man schon erkennen, daß eine Flächenphotometrie zur Bestimmung globaler Parameter der Milchstraße besonders gut geeignet ist. Durch den Einfluß von interstellaren Dunkelwolken wird einerseits in manchen Regionen auch noch die Untersuchung dieses Staubes und seiner Eigenschaften im optischen Licht möglich (Mattila 1970, Seidensticker et al. 1982, Seidensticker 1987), andererseits die Reichweite der Flächenphotometrie eingeschränkt und die Interpretation ihrer Ergebnisse komplizierter gemacht.

Die ersten Isophotekarten der Milchstraße beruhen auf der Integration von Sternzählungen (Roach & Megill 1961) und einfachen photographischen Photometrien (Pannekoek & Koelboed 1949). Photoelektrische Arbeiten, beginnend mit Elsässer & Haug (1960), und später besser durch Smith, Roach & Owen (1970) im visuellen Licht, Pfeleiderer & Mayer (1971) im ultravioletten Licht und Classen (1976) im blauen Licht, haben Probleme mit der Abtrennung der Komponenten des Nachthimmels. Besonders das Luftleuchten (Airglow) schwankt kleinräumig sehr stark. Da die verursachenden Luftschichten in einer Höhe von etwa 100km schnell dahinziehen, hat dieser Effekt bei den kurzen "Belichtungen" der kleinen Blende eines lichtelektrischen Photometers starke Auswirkungen, ist aber bei den langzeitigen Belichtungen auf den Photoplatten unerheblich.

1. Messungen und Datenmaterial

Die Kugelspiegelkamera:

Die Kugelspiegelkamera wurde von Henyey und Greenstein (siehe Eaton und Code 1977) in die Astronomie eingeführt. Ein sphärischer Spiegel in Kombination mit einem Teleobjektiv ermöglicht eine scharfe Abbildung großer Raumwinkelbereiche. Diese Kamera wurde damals zur Photographie des Gegenschein des

2.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Zodiakallichtes, HII Regionen, sowie der Milchstraße im infraroten Licht eingesetzt. Die dabei erzielten Auflösungen waren schlechter als ein Grad. Pannekoek (1933) sowie Pannekoek und Koelbloed (1949) verwendeten ebenfalls als Kamera mit geringer Auflösung ein System außerhalb des Fokus für ihre Isophotenkarten der Galaxis. Die dabei entstandenen Isophoten werden fast durchwegs auch heute noch bei Sternatlanten verwendet.

Die nun für die Aufnahmen der Platten der vorliegenden Arbeit eingesetzte Kamera ist eine Entwicklung des Astronomischen Instituts der Ruhr-Universität Bochum (Schlosser 1972; Schlosser und Schmidt-Kaler 1977; Schmidt-Kaler et.al. 1983). Sie ermöglicht wesentlich bessere Auflösungen und damit erst eine gute Flächenphotometrie.

Abbildung 1.1. zeigt den schematischen Aufbau der Kamera. Der Hauptspiegel hat einen Durchmesser von 30 cm und einen Krümmungsradius von 225 cm. In einem Abstand von etwa 84 cm befand sich ein Zeiss-UV-Sonnar 1:4.3 mit einer Brennweite von 10.7 cm an drei Streben. Daraus ergab sich eine effektive Brennweite der Kamera von 19 mm (Beck, 1975). Der erfaßte Himmelsbereich war dabei 145° , welcher in einem Bild von 5 cm Durchmesser auf der Platte abgebildet wurde. Der Vorteil der Bochumer Kugelspiegelkamera liegt in der hohen Schärfe bei gleichzeitig hoher Homogenität der Ausleuchtung.

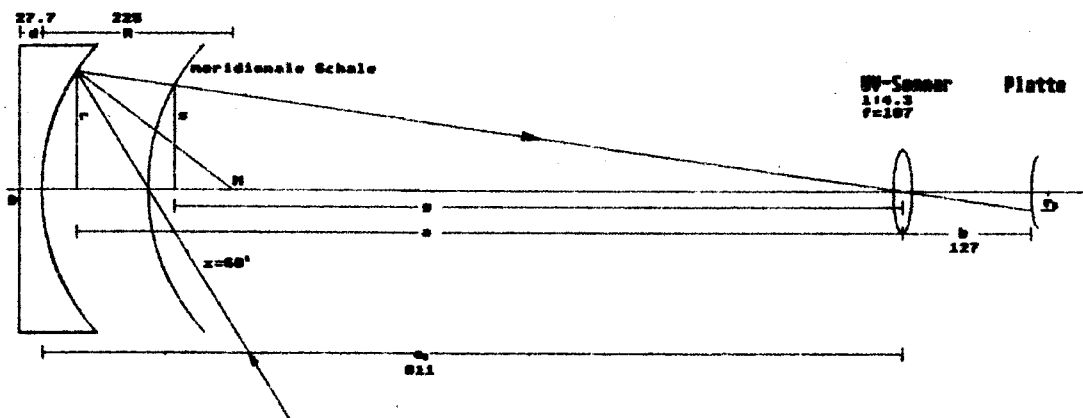


Abb.1.1.: Prinzipieller Aufbau der Kugelspiegelkamera (siehe auch Schmidt-Kaler et.al. 1983). (Längenangaben in mm)

3. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

ETA-Eichspektrograph:

Der ETA-Eichspektrograph auf La Silla wurde dazu verwendet, eine wellenlängenabhängige Untersuchung der Schwärzungseigenschaften der Platten zu ermöglichen. Dabei wurde bei den B-Platten etwa ein Bereich von 380 bis 520 nm mit einer Dispersion von 41.2 Å/mm abgebildet. Quer zur Dispersionsrichtung wurde die Intensität in Stufen von je etwa 1.25 mm Breite variiert. Dabei sind die Einteilungen in Schritten von $I/I_0 = 10^{n/8}$ mit $n \in [1, 13]_{\mathbb{N}}$ erfolgt. Als Datenträger wurde dieselbe Emulsion aus demselben Stapel wie bei den jeweils zu eichenden Aufnahmen des Himmels verwendet. Um die Uniformität der Daten zu gewährleisten, wurde der Entwicklungsvorgang ebenfalls gleichzeitig durchgeführt.

Lichtelektrische Eichmessungen:

Zur Absoluteichung wurden während der Aufnahmen lichtelektrische Messungen mit dem Photometer des Bochum-Teleskopes in La Silla (Schmidt-Kaler & Dachs 1969) aufgenommen. Dabei wurden einerseits Durchläufe durch Gebiete mit hohen Gradienten in der Milchstraße, andererseits Messungen des Luftleuchtens (Airglow) in Gebieten geringen Einflusses der Milchstraße und des Zodiaklichtes durchgeführt. Für jede der zur Messung ausgewählten Platten existieren solche Messungen. Diese Daten sind auf Schreiberstreifen aufgezeichnet, wobei auf jedem Streifen mehrere Messungen mit unterschiedlicher Filter- und Zweckabfolge enthalten sind.

4. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

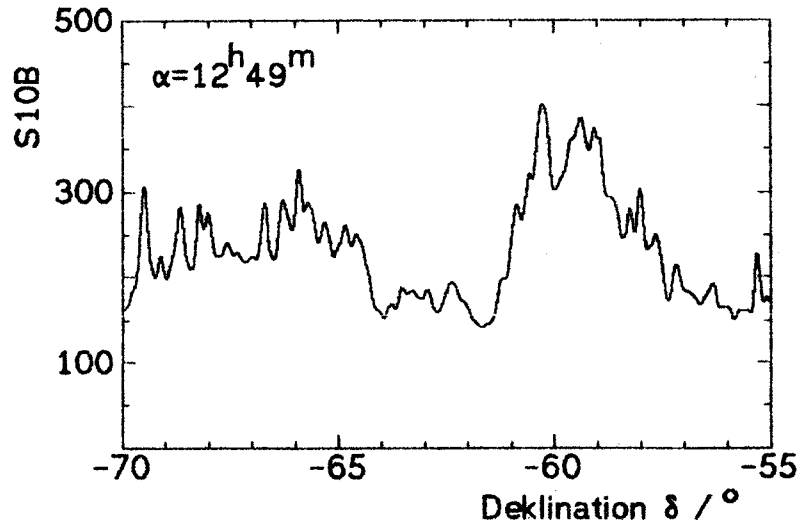


Abb.1.3: Ausschnitt aus einem lichtelektrischen Durchlauf der Nacht vom 29. auf den 30.3.1971. Der Bereich durchschneidet von Süden nach Norden die bekannte Dunkelwolke Kohlendack beim Stundenwinkel $\alpha = 12^h 49^m$.

Digitalisierung

Zur weiteren Verarbeitung der Messungen müssen diese in eine für den Rechner verständliche Form gebracht werden. Dieser Prozess der Digitalisierung wurde bei den photographischen Platten mit Hilfe der Meßmaschine PDS 2020 (Photometric Data Systems) des Astronomischen Institutes der Westfälischen Wilhelms-Universität in Münster im Zeitraum Juli 1987 bis Juni 1988 durchgeführt. Die Abbildung 1.4. zeigt schematisch den Aufbau der Maschine. Das Licht der Halogenlampe (150 W) wird mit Hilfe einer Faseroptik zum optischen System O1 mit der Blende B1 transportiert. Der Lichtstrahl durchdringt dann die auf dem mechanisch bewegbaren Tisch T liegende Photoplatte P. Hiernach wird über das optische System O2 mit der Meßblende B2 auf den Photomultiplier M abgebildet. Während die Vorblende B1 bewirkt, daß nur der zu messende Teil der Platte beleuchtet ist und somit Streulicht von seitlichen Teilen vermieden wird, ist die Messblende B2 (zusammen mit der Positioniergenauigkeit des Tisches T) das die geometrische Auflösung limitierende Element. Das Signal des Multipliers wird in einem speziell in Münster entwickelten sechsstufigen Verstärker mit logarithmischer Kennlinie verstärkt. Eine geringe Totzeit des

5. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Verstärkers ist für große Datenmengen äußerst wichtig. Ist die Totzeit zu groß, wird das Bild beim Abtasten (Scannen) mit bis zu 200mm/sec, was bei der Maximalauflösung von 5 μm einem Datenstrom von 40000 Messungen/sec entspricht, beim Übergang der dunklen Gebiete einer Platte auf hellere (Faktor im Lichtstrom bis zu 10^5) verschmiert. Der anschließende Analog-Digitalwandler A/D übergibt mit einer Genauigkeit von 12 bit die Daten an den Rechner Perkin Elmer 3220. Von dort wird direkt auf ein Magnetband gespeichert. Die Auflösung ist dadurch bestimmt, daß die Zielsetzung der Photometrie 0.25 x 0.25 Grad betragen sollte. Die entspricht etwa 85 x 85 μm auf der Photoplatte. Um diese Auflösung später tatsächlich zu erhalten, wurde die Auflösung beim Digitalisieren zu 50 x 50 μm gewählt (Blende B2), entsprechend 0.14 x 0.14 Grad am Himmel.

Die 12 bit Daten - dies entspricht diskreten Stufen von 0 bis 4095 - wurden in dem, in der Astrophysik weit verbreiteten, FITS-Format (Flexible Image Transport System) (Wells & Greisen, 1981) auf Magnetbändern gespeichert.

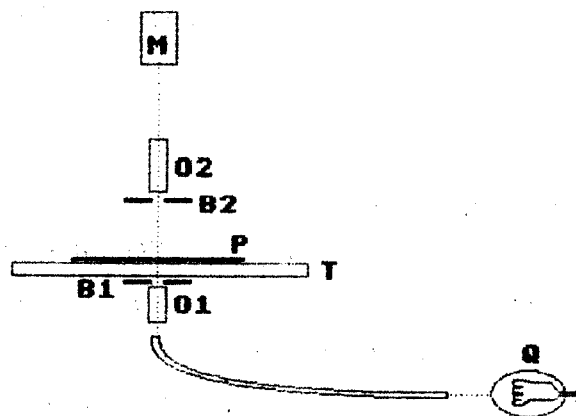


Abb.1.4: Schematischer Aufbau der PDS (siehe Text).

6. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

2. Reduktion:

Die nach der Digitalisierung gewonnenen Daten müssen noch von einer Reihe von Störeffekten befreit werden. Diese teilen sich im wesentlichen in drei Gruppen:

1. Gerätetechnische Effekte
2. Atmosphärische Effekte
3. Interplanetare Effekte

Ich will nun hier diese Effekte in der Reihenfolge, in der Sie zu behandeln sind beschreiben.

2.1. Gerätetechnische Effekte

Photographische Eichung:

Methode zur Umwandlung in relative Intensitäten

Die PDS kann keine Intensitäten des Lichtes, wie es auf die Photoplatte gefallen ist, messen, sondern nur sogenannte Dichten (ANSI Standard PH2.19-1959).

$$D = -\log(I_T/I_E)$$

Dabei ist I_E die Intensität des einfallenden Lichtes und I_T die des durch die Platte durchfallenden Lichtes. Zur Umwandlung der Schwärzung D der photographischen Platten in relative Intensitäten wurden die Eichbeziehungen aus den ETA-Platten verwendet.

Nach eingehendem Studium der Literatur wurde das Verfahren der "Baker Densities" (Baker 1925; de Vaucouleurs 1968; Burstein 1979; Kormendy 1980), das weit verbreitet ist, nicht angewandt. Vielmehr wurde ein Formalismus zur Lösung der H&D Kurve (Hurter & Driffield 1890), welche die nichtlineare Beziehung von Dichte D gegen eingefallene Intensität I beschreibt, verwendet, der von Moffat (1969) aufgrund theoretischer Betrachtungen des Strahlungstransportes in photographischen Schichten (Seboldt 1973) mit Unterstützung experimenteller Daten entwickelt worden ist:

$$\log\left(\frac{I}{I_0}\right) = c_1 \log\left(10^{G(D-D_f)} - 1\right)$$

7. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Hierbei ist D die gemessene Dichte auf der Photoplatte an den belichteten Stellen, und D_f die des chemischen Schleiers der Platte an unbelichteten Stellen.

Nun ist die Belichtung der ETA-Platten noch mit der wellenlängenabhängigen unbekanntem Größe $I(\lambda)$ der Lampe des Spektrographen überlagert. Somit müßte für jede Wellenlänge λ eine eigene Kurve erstellt werden und hernach die "echten" Plattenparameter c_1 und G mittels einer geeignet gewichteten Durchschnittsbildung gewonnen werden.

Bei der Mittelung von Parametern mehrerer Schwärzungskurven treten Probleme auf. Inwieweit werden die Parameter einzelner Kurven durch eine geringe Punktezahl (oft sogar nahe der Belichtungsgrenze) und der sich daraus ergebenden hohen Fehler überbewertet?

Bereits Burstein (1979) und Kormendy (1980) schlugen vor, die Genauigkeit durch Mittelung in einer gemeinsamen Ausgleichsrechnung aller Punkte aller Kurven zu verbessern. Davoust (1981) führte solch eine Ausgleichung mit einer auf Baker (1925) basierenden Linearisierung vor.

Er verwendete

$$\log(I_{1,j}) = n \log(\omega_j) + \log(I_j^0) \quad \text{mit } \omega = 10^{D-D_f} - 1$$

wobei für alle Datensätze verschiedene Nullpunkte I_j^0 als Parameter verwendet worden sind.

Dieses Verfahren wurde nun auf die Formel von Moffat (1969) erweitert,

$$\log(I_{1,j}) = c_{0,j} + c_1 \log(10^{G(D-D_f)} - 1)$$

wobei die Parameter $c_{0,j}$ den wellenlängenabhängigen Gang der Lampe darstellen.

Daraus ergibt sich

$$g(c_{0,j}, c_1, G) = \sum_{j=1}^{NA} \sum_{i=1}^{N(j)} \left[c_{0,j} + c_1 \log(10^{G(D(j,i)-D_f)} - 1) - \log(I_{1,j}) \right]^2$$

woraus sich in weiterer Folge ein nichtlineares Gleichungssystem mit $j+2$ Gleichungen und ebensovielen Variablen ergibt:

8. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

$$f_1 = \frac{\partial g}{\partial c_1} \quad f_2 = \frac{\partial g}{\partial G} \quad f_{j+2} = \frac{\partial g}{\partial c_{0,j}}$$

$$F = \begin{pmatrix} f_1 \\ f_2 \\ f_3 \end{pmatrix} = 0$$

Dieses System wurde mittels eines klassischen Newtonverfahrens ohne Dämpfung mit exakter Jakobi-Matrix (Engeln-Müllges & Reutter 1986) berechnet. Die Abbildung 2.1. zeigt die Ausgleichung für alle Eichplatten und Abbildung 2.2 die Daten einer typischen Eichplatte. Die Lösungsparameter für alle Eichplatten sind in Tabelle 2.1. zusammengefaßt. Dabei kommt den Parametern $c_{0,j}$ keine Bedeutung zu, da diese im Rahmen der Absoluteichung in Einheiten von S10B exakt bestimmt wurden.

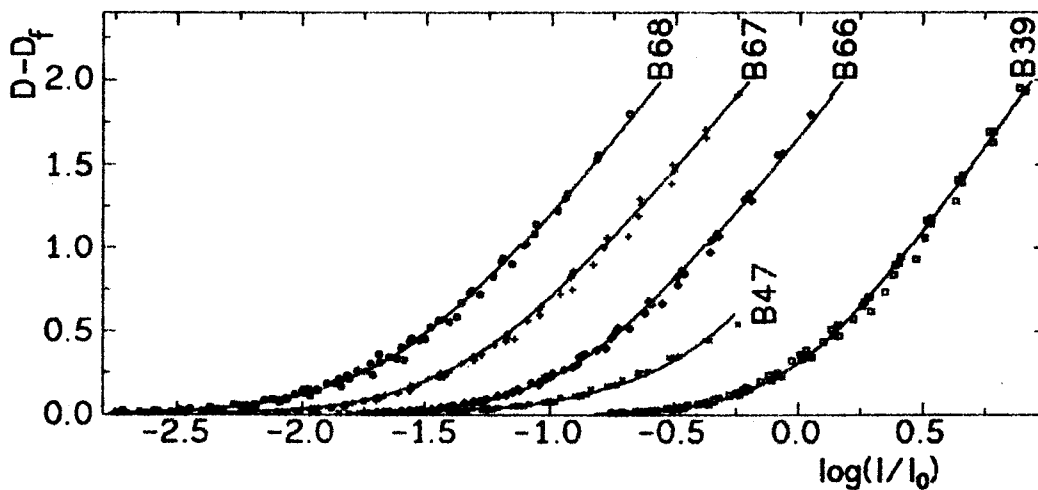


Abb.2.1.: Eichkurven diverser Platten, normiert auf ein gemeinsames c_0 .

Die Kurven wurden alle relativ zu B39 in $\log(I/I_0)$ um je 0.4 Einheiten verschoben

9.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Tab.2.1.: Parameter aus den Ausgleichungen der ETA-Platten

Platte	c_1	G	$c_{0,j}$ (λ [nm])								σ [%]
			390	400	410	420	430	440	450	460	
B39	0.4968	0.9442	1.88	1.57	1.33	1.15	0.99	0.84	0.71	0.61	4.2
B47	0.7333	0.4919				2.94	2.57	2.22	1.86	1.63	5.4
B66	0.5130	1.0109	1.77	1.47	1.27	1.10	0.95	0.83	0.72		3.8
B67	0.4985	1.1847	1.93	1.62	1.37	1.15	0.95	0.78	0.64	0.52	4.7
B68	0.6730	0.7800	2.47	2.02	1.61	1.39	1.17	0.99	0.84	0.71	6.8

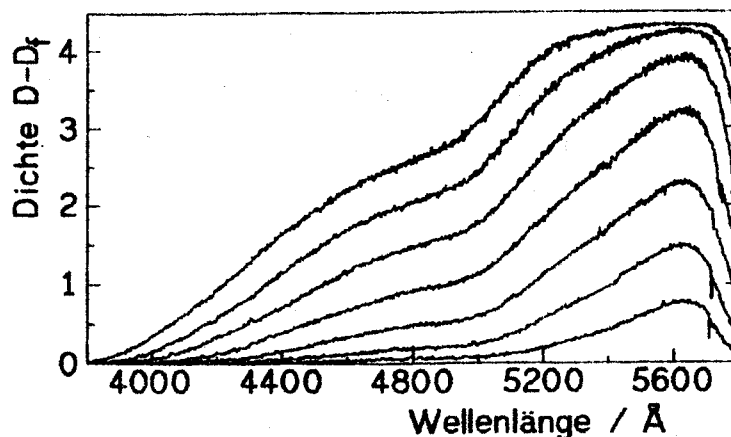


Abb.2.2.: Wellenlängenkalibrierte ETA-Eichplatte am Beispiel der Platte B39. (Nur jede zweite Stufe ist in der Abbildung eingetragen)

Randabfall des optischen Systems

Bei jedem optischen System tritt der Effekt des Randabfalles - eines Intensitätsabfalles bei höheren Einfallswinkeln φ in das optische System - auf. Bei einem System aus "idealen" Linsen würde dies einen Abfall nach $\cos^4(\varphi)$ bedeuten. In unserem Fall wäre dies ein Abfall um 7%. Nun ist jedoch besonders das UV-Sonnar keine "ideale" Linse. Diese Effekte können praktisch nur experimentell erfaßt werden. Schneider (1985) führte mit Hilfe einer Reihe von verschieden lang belichteten Platten eine solche Messung mit dem UV-Sonnar durch. Dabei ergab sich die Beziehung

$$I = I_0 (1 - a \varphi^b)$$

wobei I die auf der Platte auftreffende Intensität und I_0 die ursprüngliche

10. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Intensität darstellt. Die beiden Parameter a und b wurden durch Ausgleichung von Meßpunkten ermittelt. Die Funktion, die auf den ersten Blick völlig anders als die theoretische Beziehung $\cos^4(\varphi)$ aussieht, stellt eine Anpassung der Reihenentwicklung

$$\cos^4(\varphi) = 1 - 2\varphi^2 \quad (\varphi \text{ [rad]})$$

dar. Das Ergebnis für a und b wurde von Schneider (1985) übernommen, da diese Effekte rein geometrischer Natur sind, und daher der unterschiedliche Wellenlängenbereich (U bei Schneider) nicht ins Gewicht fällt.

$$\begin{aligned} a &= 0.00664 \quad (\text{bei } \varphi \text{ [}^\circ\text{]}) & \text{ bzw. } a &= 2.43321 \quad (\text{bei } \varphi \text{ [rad]}) \\ b &= 1.4583 \end{aligned}$$

Dies führt zu einem maximalen Randabfall von 22%. Im Vergleich dazu würde ein klassisches Weitwinkelobjektiv mit 145° Bildfeld einen Abfall um 99.2% haben.

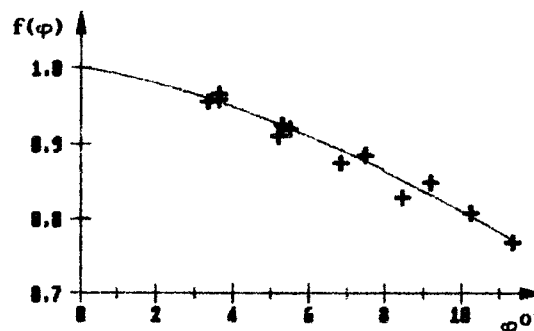


Abb.2.3.: Daten und Ausgleichung des Randabfalls nach Messung von Schneider ($\varphi = 14^\circ$ entspricht $72^\circ.5$ am Himmel)

Absoluteichung

Zur Bestimmung der Nullpunktparameter der Schwärzungskurven wurden gleichzeitig mit den photographischen Aufnahmen photoelektrische Messungen der Milchstraße in schmalen Streifen mit relativ hohem Kontrast vorgenommen. Diese Messungen (im weiteren als Durchläufe bezeichnet) liegen für alle Platten außer B37 (bei dieser Platte war der Durchlauf ganz am Rand) vor.

11. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Bei einer Gegenüberstellung der relativen Intensitäten auf der Platte und den absoluten Intensitäten der Durchläufe wurde gleichzeitig ein weiterer, unabhängiger Test der Schwärzungsparameter möglich - die Gerade muß durch den Ursprung verlaufen. Abbildung 2.4. zeigt uns eine typische Gegenüberstellung der relativen photographischen Intensität (I_{PH}) gegen die der lichtelektrischen Durchläufe (I_{EL}) an Hand der Platte B43, bei der der Durchlauf im Bereich des Kohlensackes durchgeführt worden ist. Die Steigung der Geraden ist der noch gesuchte Skalenfaktor für das photographische System.

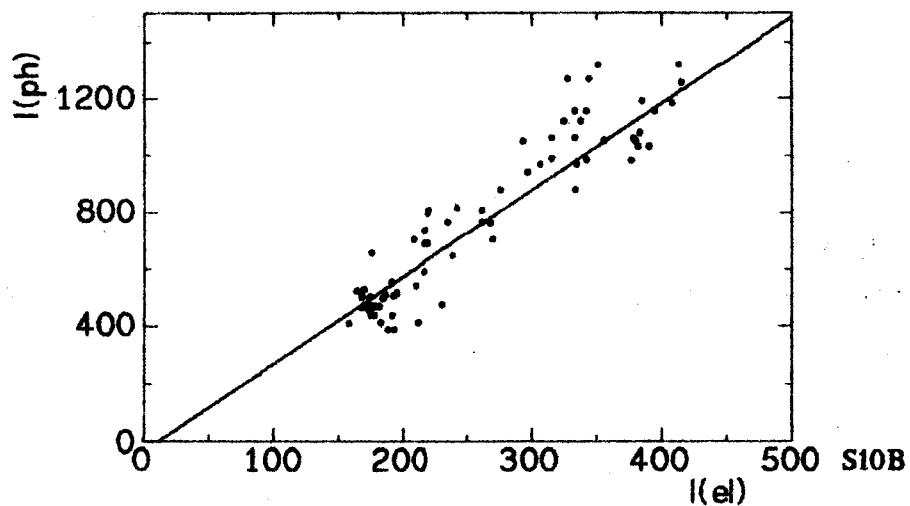


Abb.2.4.: Photographische gegen photoelektrische Helligkeiten. Die Gerade muß bei korrekten Schwärzungskurvenparametern immer durch den Nullpunkt verlaufen. Die Steigung ergibt den gesuchten Parameter der Absoluteichung. Die Streuung ergibt sich vor allem durch einzelne helle Sterne aufgrund der unterschiedlichen Verbreiterungsfunktion der Kamera und des Bochum-Teleskops.

Es ergibt sich im Mittel ein Fehler $\sigma_k/k = 0.072$ und ein $\sigma_d/d > 1$. Weiters ist der Mittelwert des Achsabschnittes mit 4.7S10B deutlich kleiner als der mittlere Fehler des Achsabschnittes. Wie die Ergebnisse zeigen, sind die Daten mit der oben erwähnten Bedingung, daß die Ausgleichsgerade durch den Nullpunkt verlaufen muß, verträglich. Somit ergibt sich bei diesem Teil der Reduktion kein signifikanter Fehler der Nullpunkte der Eichung.

2.2. Korrektur für atmosphärische Effekte

Die Atmosphäre beeinflusst sämtliche Messungen, die von der Erdoberfläche aus vorgenommen werden, sehr stark. Daher beschäftigten sich die Astronomen schon früh mit der Korrektur derartiger Effekte.

Extinktion:

Zunächst Streuung des direkten Lichtstrahles an Molekülen der Luft, welche eine Abhängigkeit mit λ^{-4} (Rayleigh-Streuung) zeigt, sowie die Streuung an Aerosolen, welche eine Abhängigkeit mit λ^{-1} (Dunststreuung) zeigt. Dazu kommt eine Absorption an der Ozonschicht der oberen Atmosphäre. Diese ist aber im Wellenlängenbereich des von mir untersuchten B-Bereichs vernachlässigbar klein und wirkt sich vor allem bei Wellenlängen unter 350nm aus. Es zeigt sich, daß in guten Nächten auf La Silla Dunststreuung nur in kleinen Winkeln eine Rolle spielt und somit als Streulicht "zurückkommt" und daß der Anteil sehr klein ist (Staudé 1975).

Da alle diese Abschwächungen direkt proportional dem Weg und der Intensität selbst sind, lassen sich die Formeln wie folgt schreiben:

$$dI = -\tau I(L) dL$$

mit I der Intensität am Ort der Luftmasse L , die ihrerseits eine Funktion der Zenitdistanz der Beobachtung ist, und der optischen Tiefe τ - oder daraus:

$$I = I_0 e^{-\tau L(z)}$$

wobei I die am Erdboden gemessene Intensität und I_0 die auf der Erde auftreffende Intensität darstellt. Die Luftmasse $L(z)$ hängt vom Zenitdistanzwinkel z näherungsweise (1. Term = planparallele Schichtung der Atmosphäre; weitere Terme = Korrekturen für Erdkrümmung und Inhomogenität der Dichte mit zunehmender Höhe) ab wie:

$$L(z) = \sec(z) - 0.0018167 (1-\sec(z)) - 0.002875 (1-\sec(z))^2 - 0.0008083 (1-\sec(z))^3$$

Der Faktor τ stellt eine "Effektivität" der verschiedenen oben erwähnten

13. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

physikalischen Prozesse dar. Da ein umfassendes theoretisches Modell der Erdatmosphäre für den Dunstanteil der Streuung für jede Nacht nicht bekannt ist, werden diese Faktoren durch Messung ein und desselben Standardsternes bei verschiedenen Zeiten in der Nacht (und somit verschiedenen Luftmassen) ermittelt. Die Tabelle 2.2. zeigt die sich ergebenden Werte aus den simultan zu den Plattenaufnahmen gemachten photoelektrischen Messungen von Standardsternen. Zur Bestimmung der Rayleigh-Streuung sowie der Ozonabsorption wurden die Formeln von Hayes und Latham (1975) und die Ausarbeitungen von Tüg (1980) für die Höhe von La Silla herangezogen.

Tab.2.2.: Extinktion in den einzelnen Nächten der Aufnahmen und Aufteilung in die physikalischen Teileffekte Rayleigh-Streuung und Ozonabsorption sowie die sich daraus ergebende Restgröße für die Dunststreuung. Es gilt $\tau = 0.901 k$

Datum	k_{gemessen}	k_{Rayleigh}	k_{Ozon}	k_{Aerosol}
27.3./28.3.	0.25±0.02	0.246	0.001	0.003±0.02
29.3./30.3.	0.29±0.01	—	—	0.043±0.01
2.4./3.4.	0.26±0.03	—	—	0.013±0.03
3.4./4.4.	0.32±0.01	—	—	0.073±0.01

Streulicht:

Ein weiterer Effekt der Erdatmosphäre ist das Streulicht von Flächenquellen. Hier sind vor allem die Milchstraße und das Zodiakallicht als extraterrestrische Quellen, sowie der später noch zu behandelnde Airglow zu beachten. Staude (1975) machte detaillierte Rechnungen der Rayleigh- und Mie-Streuung in einer sphärischen Atmosphäre. Dabei konnte er jedoch nur exakte Lösungen von Chandrasekhar für planparallele Atmosphären näherungsweise weiterentwickeln. Bei Zenitdistanzen kleiner als 70° schätzte Staude seinen maximalen Fehler mit 10% ein.

Die empirische Funktion nach Dumont (1965)

$$S_i = L_i (F_1 + F_2 \cos^2(z)) (1 - e^{\tau_{\text{Ray}} L(z)}) K$$

14. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

läßt sich im Rechner am besten verwenden. Dabei werden die Faktoren F_1 und F_2 aus den Tabellen von Ashburn (1954) für die Quelle entsprechend entnommen (extraterrestrische Quellen Höhe ∞ und Airglow Höhe etwa 100km). Die herangezogenen Faktoren sind in Tabelle 2.3. zusammengefaßt. Der Faktor K stammt von der Albedo der Erdoberfläche und wird gemäß Wolstencroft & van Breda (1967) und Ashburn (1954) für den auf La Silla vorherrschenden lockeren hellen Wüstenboden angewendet.

Tab.2.3.: Streulichtparameter für den Farbbereich B

Höhe 100km		∞		extraterrestrische Quellenintensität (in S10)	Albedofaktor K
F_1	F_2	F_1	F_2		
0.482	0.02	1.05	-0.09	115	1.13

Airglow:

Als letzter Effekt ist noch das Luftleuchten (Airglow) zu beachten. Hierbei handelt es sich um nichtthermische Emissionen der Atmosphäre in einer Höhe von 80 bis 120km, hervorgerufen durch Banden von angeregten Molekülen, Linien von Atomen und einem schwachen Kontinuum (Broadfoot und Kendall, 1968). Ausgelöst werden diese Prozesse sowohl durch harte Komponenten des Sonnenlichtes, als auch durch hochenergetische Teilchenstöße. Seidensticker (1979) zählt eine Reihe der relevanten Prozesse auf. Für die Breitbandphotometrie finden wir bei Chamberlain (1961) eine Formel von van Rhijn, die für den Fall einer dünnen und sphärisch homogenen Emissionsschicht gilt.

$$I_A(z) = I_{A0} (1 - C^2 \sin^2(z))^{-1/2} \quad \text{mit } C = \frac{R}{R+h}$$

Dabei ist R der Erdradius und h die Höhe der emittierenden Schicht über dem Erdboden. Roach und Gordon (1973) sowie Schnur (1980) zeigen zwar, daß einzelne Linien starken örtlichen und zeitlichen Schwankungen unterliegen, aber die Vermutung, daß die Mischung einer Reihe von Prozessen in der Breitbandphotometrie homogen ist, steht nicht im Widerspruch zu den Messungen. Die Größen I_{A0} und C wurden mittels photoelektrischer Messungen für jede Platte bestimmt. Abbildung 2.5. zeigt solch eine Bestimmung anhand der Messungen

15. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

des Airglows in verschiedenen Zenitdistanzen. Die Tabelle 2.4 faßt alle Werte für die einzelnen Platten zusammen.

Tab.2.4.: Verwendete Airglowwerte für die einzelnen Platten

Platte	Airglow im Zenit [S10B]	Höhe der Schicht [km]	C^2
B37	52±8	97.8	0.970
B38	47±7	97.2	0.970
B42	30±10	81.1	0.975
B43	27±7	80.0	0.975
B59	45±9	74.5	0.977
B60	46±9	99.1	0.970
B62	47±8	97.8	0.970

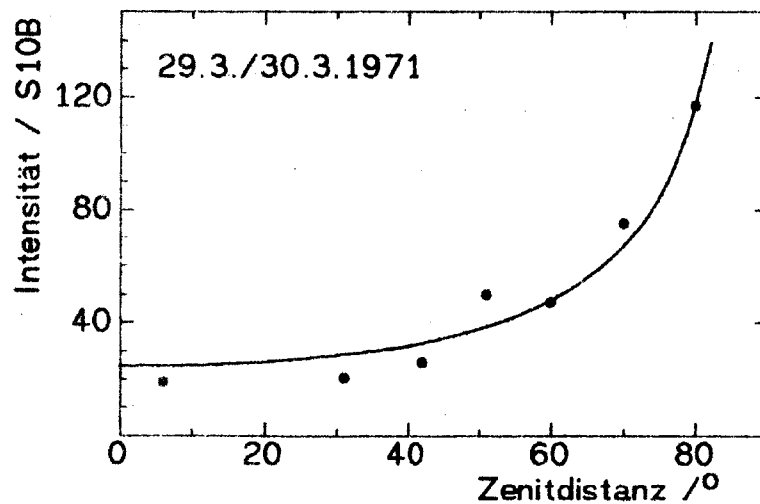


Abb.2.5.: Messungen und Ausgleichskurve des Airglows bei verschiedenen Zenitdistanzen

2.3. Korrektur extraterrestrischer Störungen: das Zodiaklicht

Im interplanetaren Raum unseres Sonnensystems verteilter Staub reflektiert und streut das Licht der Sonne. Dieser Effekt ist stark zur ekliptikalen Ebene konzentriert und besitzt etwa Sonnenfarbe. Das Zodiaklicht kann bei langen Messreihen von den anderen Flächenhelligkeiten isoliert werden, da es im Jahreslauf durch die ganze Ekliptik wandert. Während im infraroten Licht große Inhomogenitäten bekannt sind, ist die Verteilung in optischen Wellenlängen ziemlich glatt und symmetrisch. Levasseur-Regourd & Dumont (1980) sammelten Daten verschiedener Autoren über viele Jahre. Ihre Arbeit liegt in Form von Tabellen in 5° Schritten vor. Mein Programm interpoliert zwischen diesen Werten und rechnet mit Hilfe einfacher Intensitätsskalen des Sonnenspektrums (Levasseur-Regourd & Dumont, 1980; $(B-V)_{\text{Sonne}} = 0.62$) in B Helligkeiten um. Tests an Aufnahmen mit starkem Zodiaklicht (kurz vor Sonnenaufgang) zeigten eine hervorragende Güte dieser Reduktion selbst in diesem schlechtestmöglichen Fall.

17. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

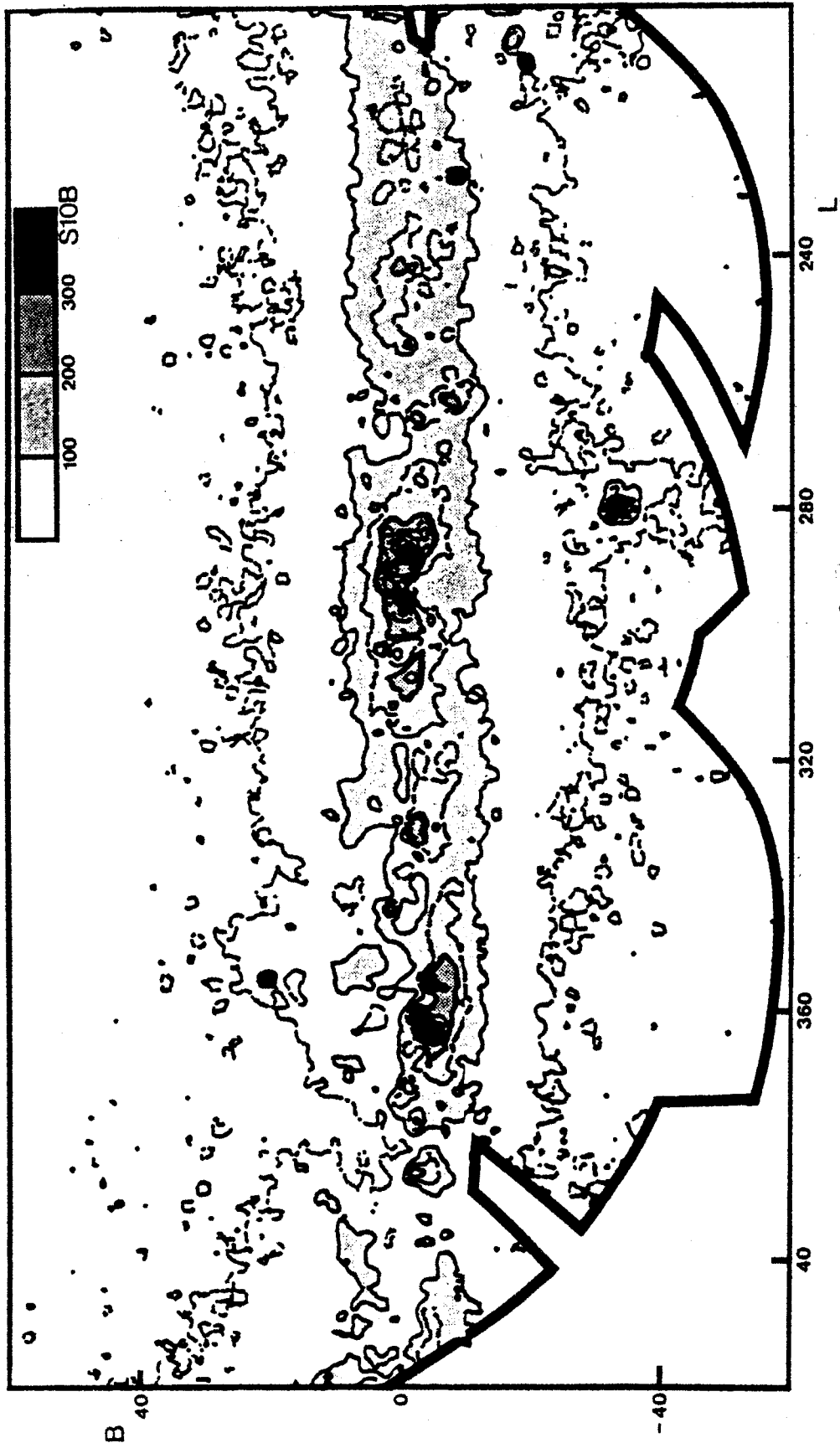


Abb.2.7.: Helligkeitskarte der südlichen Milchstraße in B.

18. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

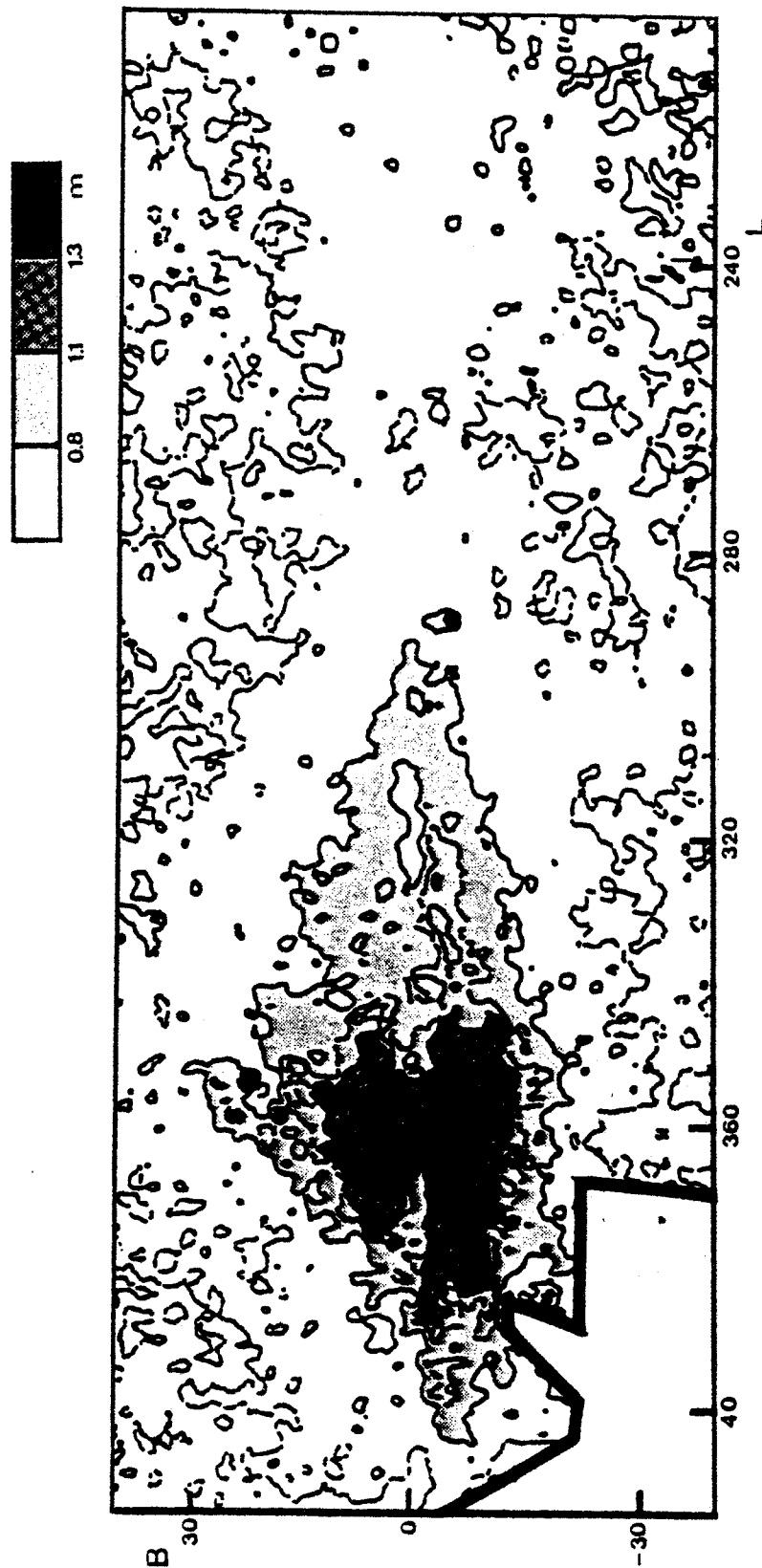


Abb.2.8.: Farbkarte B-V der südlichen Milchstraße (mit V von Hoffmann et.al. 1989)

19. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

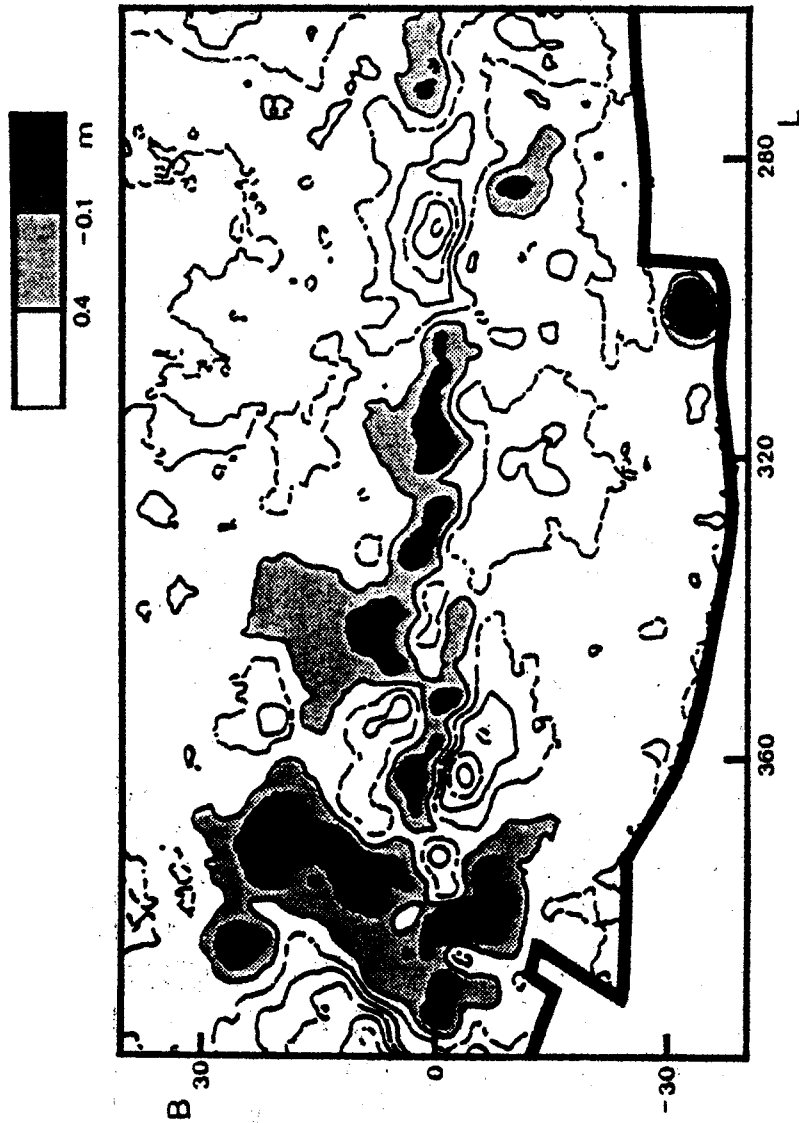


Abb.2.9.: Farbkarte U-B der südlichen Milchstraße (mit U von Schneider, 1985)

2.4. Fehler der Photometrie

Bei den Fehlern muß man zwei Gruppen unterscheiden. Zuerst Fehler der Messung der Dichte und deren Eichung in Intensität durch Kornschwankungen und Unterschiede von Platte zu Platte. Diese Fehler sind gut zu bestimmen und leicht beherrschbar. Die zweite Gruppe von Fehlern betrifft die systematischen Fehler durch fehlerhafte Trennung der Komponenten der verschiedenen Lichtquellen (Zodiakallicht, Airglow, Streulicht und Extinktion).

Zuerst betrachte ich die Fehler, die bei der Photometrie einzelner Platten entstehen:

Die Intensitätseichung ergibt:

$$I_{\text{beob}} = f_R \cdot k \cdot (10^{G(D-D_f)} - 1) c_1$$

mit den fehlerbehafteten Größen f_R ... Faktor des Randabfalls

k ... aus Tab.2.4. ,

G, c_1 ... aus Tab.2.2. ,

$D-D_f$... aus Tab.2.3. .

Die Fehlerfortpflanzung ergibt dann:

$$\frac{\Delta I_{\text{beob}}}{I_{\text{beob}}} = \sqrt{\left(\frac{\Delta f_R}{f_R}\right)^2 + \left(\frac{\Delta k}{k}\right)^2 + A^2 \left[\Delta G^2 (D-D_f)^2 + \Delta (D-D_f)^2 G^2 \right] + \Delta c_1^2 B^2}$$

mit

$$A = \frac{\ln(10) c_1 10^{G(D-D_f)}}{10^{G(D-D_f)} - 1} \quad \text{und} \quad B = \ln \left[10^{G(D-D_f)} - 1 \right]$$

Dieser Fehler ist nun abhängig von der gemessenen Schwärzung der Platten. Er ist in den von mir verwendeten Teilen etwa 12%, was mit den Ergebnissen aus der Absoluteichung gut übereinstimmt.

Die Korrekturen für die Erdatmosphäre und das Zodiakallicht sind schwieriger zu betrachten, da sie zum Teil von Modellen abhängig sind.

Es gilt als Korrekturformel:

21. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

$$I_G = (I_{\text{beob}} - S) e^{-\tau L} - I_A - I_{\text{Zod}}$$

mit I_{beob} aus der Intensitätseichung wie oben,
S dem Streulicht und I_A dem Airglow
 I_{Zod} dem Zodiakallicht

Daraus ergibt sich dann:

$$\frac{\Delta I_G}{I_G} = \sqrt{\frac{(\Delta I_{\text{beob}}^2 + \Delta S^2) e^{2\tau L} + \Delta I_A^2 + \Delta I_{\text{Zod}}^2}{[(I_{\text{beob}} - S) e^{-\tau L} - I_A - I_{\text{Zod}}]^2}}$$

Nach Staude (1975) sind die Fehler von Airglow und Streulicht durch die Nullpunkte dominiert, während der funktionale Zusammenhang mit der Zenitdistanz gut bekannt ist. Der Fehler des Streulichts ist dabei mit jenem des Airglows gekoppelt. Dabei sind die Effekte teilweise gegenläufig und kompensieren sich daher zum Teil. Da sich die Photometrie im wesentlichen auf Bereiche mit galaktischen Koordinaten $|b| < 30^\circ$, bei denen I_G groß ist, beschränkt, da die Kompensation von Airglow und Streulichtfehler, welche besonders bei kleinem I_G verstärkt wirken, nicht voll berücksichtigt ist und somit die Berechnung eine obere Grenze angibt, und da die meisten Gebiete bei $z < 50^\circ$ aufgenommen wurden, kann man den Fehler einer einzelnen Platte mit etwa 15 bis 18% ansetzen.

In dem Bereich $|b| < 30^\circ$ beträgt die Überdeckung immer mehr als 3 Platten für ein Gebiet.

Dies führt zu einem zu erwartenden Gesamtfehler von $\approx 12\%$

2.5. Vergleich mit anderen B-Photometrien

Zum Vergleich mit anderen Photometrien wurde aus dem Datensatz der jeweils gemeinsame Bereich herausgeschnitten und auf die Auflösung der anderen Photometrien, welche durchweg geringer war, zurückgerechnet. Bis auf die Arbeit von Classen (1976) und die Daten von Pioneer 10 (Weinberg, 1981), die mir aber nicht direkt zugänglich waren, umfassen diese Photometrien immer nur einen kleinen Teil des Himmels.

22.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Mattila (1973) veröffentlichte eine Isophotekarte aus dem Kohlensack, aus der ich einen Schnitt bei $b=0^\circ$ entnahm um eine hohe Dynamik zu erhalten. Dieser Schnitt umfaßt 12° in Länge.

Classen (1976) veröffentlichte die Daten in Tabellenform. Daraus wurde der mit meiner Arbeit überlappende Schnitt bei $b=0^\circ$ mit $40^\circ > l > 200^\circ$, sowie zur Erhöhung der Dynamik der Bereich $290^\circ > l > 280^\circ$ bei $|b|=3^\circ$ verwendet. Die Auflösung dieser Arbeit betrug 1° .

Die Arbeit mit dem Satelliten HELIOS (Leinert & Richter 1981) umfaßt nur einige Schnitte bei konstanter ekliptikaler Breite. Diese schneiden meine Daten an 5 Stellen. Sie lagen mir nur in Form von Diagrammen vor. Die Auflösung wird bis $b=16^\circ$ mit 1° und bei höheren Breiten mit 2° angegeben.

Seidensticker et al. (1983) veröffentlichten eine Karte des Kohlensackes über etwa $30^\circ \times 30^\circ$ mit einer Auflösung von 0.3° . Hier wurden alle 1084 Datenpunkte der Karte zum Vergleich verwendet.

Der Vergleich mit der mir nicht direkt vorliegenden PIONEER 10 Photometrie wurde mit Hilfe eines gleichartigen Vergleiches von Toller (1989) erstellt, der wiederum seine Arbeit mit jener von Classen in der Form $S10B_{\text{Classen}} = 0.93 S10B_{\text{PIONEER 10}}$ verglichen hat.

Tab.2.5.: Vergleich mit anderen Photometrien

Arbeit	Daten			Ausgleich $y = k x + d$			Ausgleich $y = k x$	
	x_{\min}	x_{\max}	N	k	d	σ	k	σ
Classen	50	550	250	0.83 ± 0.04	22.8 ± 5	24.4	0.97 ± 0.04	26.5
Mattila	100	330	12	0.82 ± 0.12	30.8 ± 23	25.7	0.98 ± 0.12	26.6
Seidensticker	90	500	1084	1.18 ± 0.03	16.3 ± 3	15.8	1.28 ± 0.03	16.3
Helios	50	250	110	0.93 ± 0.08	3.3 ± 7	23.6	0.95 ± 0.07	23.5
Pioneer				$0.90^{1)}$	$24.5^{1)}$		$1.04^{1)}$	

¹⁾ Umrechnung aus Classen (siehe Text)

Bei Beachtung eines Fehlers von 12% in der x-Achse dieser Regression, und bei Berücksichtigung gleichartiger Fehler bei anderen Photometrien ergibt sich, daß die Ergebnisse vergleichbar sind.

Dies verträgt sich gut mit den Ergebnissen des Vergleichs der lichtelektrischen Durchläufe mit den Daten bei der Absoluteichung.

3. Das Erscheinungsbild der Milchstraße

Im Gegensatz zur Interpretation von Elsässer & Haug (1960), die in Helligkeitsmaxima einfach Tangentialpunkte der Blickrichtung an Spiralarmen sahen, wurde bereits kurz später klar, daß die Betrachtung durch lokale Dunkelwolken wesentlich komplexer wird (Isserstedt & Schmidt-Kaler 1964).

Die im folgenden erwähnte Strukturen und deren Nummern beziehen sich auf die Zeichnungen Abb. 3.1. und 3.3., welche die Strukturmerkmale in Helligkeitskarte im vorigen Kapitel erläutern sollen.

Das kleine Helligkeitsmaximum (1) nördlich des galaktischen Zentrums ist keine Struktur der Milchstraße, sondern der Planet Jupiter, der nicht korrigiert werden konnte, da er sich in den 167 Stunden zwischen der ersten und der letzten Aufnahme nur um etwa 0.7 Grad entlang der Ekliptik bewegt, und daher praktisch bei allen Aufnahmen an derselben Stelle liegt.

Das helle Gebiet südlich der Milchstraße etwas rechts von der Mitte der Karte (2) ist unsere nächste Nachbargalaxie, die große Magellansche Wolke (LMC). Andere extragalaktische Objekte sind zu lichtschwach und zu klein für diese Photometrie.

3.1. Die globale Struktur

Die Milchstraße im blauen Licht wird durch die galaktische Scheibe dominiert. Diese hat einen deutlichen Dickegradienten vom galaktischen Zentrum ausgehend (I). Dabei fällt auch bei höheren Breiten eine leichte "Stufe" (II) im Bereich des Endes des durch Anhäufung offener Sternhaufen und anderer junger Objekte gekennzeichneten Carina-Spiralarms (Schmidt-Kaler 1977, Humphreys, 1978, Janes & Adler, 1982), auf.

Der galaktische Kern (III) ist nur noch undeutlich, und nur in dem, durch lokale Dunkelwolken kaum gestörten Südteil erkennbar. Er besteht (Schmidt-Kaler & Schlosser 1973b; Harmon & Gilmore, 1988) aus älteren roten Sternpopulationen.

Der helle Punkt (IV) bei $l=1.5^\circ$ $b=-2.5^\circ$ ist das bekannte Baadesche Fenster (van den Bergh, 1971; Schmidt-Kaler & Schlosser, 1973b), in dem man praktisch ohne Staubabsorption bis nahe an das galaktische Zentrum blicken kann.

Eine besonders gut in Farbdifferenzkarten zu sehende Struktur ist die dünne

24. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Scheibe (V) der leuchtkräftigeren blauerer Objekte der Scheibenhauptreihenpopulation, welche nur etwa 90pc Skalenhöhe senkrecht zur Scheibe aufweist (Schmidt, 1963). Setzt man diese Skalenhöhe und die Breite der Struktur ($|b| < 1.5-2^\circ$) ein, so erhält man eine Distanzabschätzung für die Reichweite unserer Photometrie in der galaktischen Ebene mit ≈ 2.4 kpc.

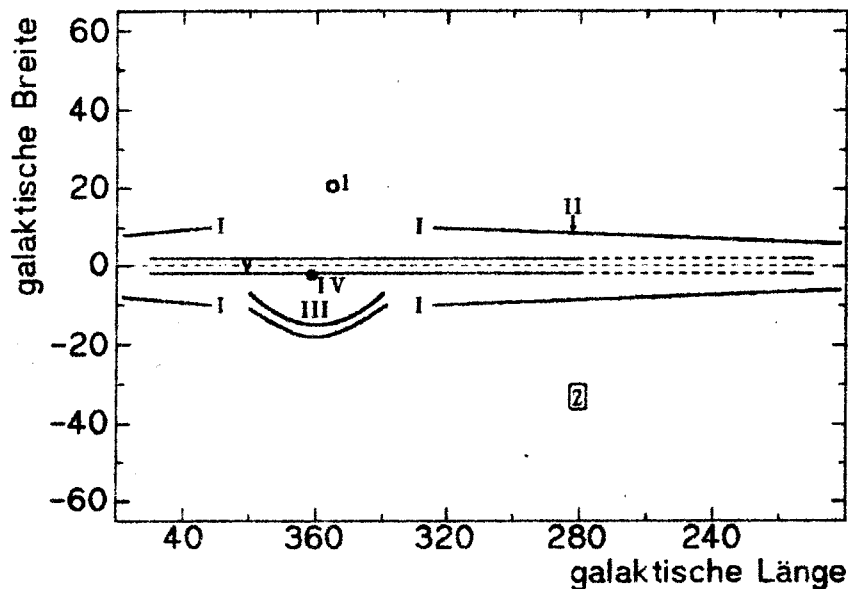


Abb.3.1. Strukturen des globalen Erscheinungsbildes der Milchstraße

Zur Bestimmung globaler Parameter wurde die Helligkeitsverteilung bei mittleren und höheren Breiten analysiert).

Dabei geht man von der experimentell an vielen (> 100) anderen Galaxien (de Vaucouleurs, et al. 1976; Burstein, 1979; van der Kruit & Searle, 1981a, 1981b, 1982a, 1982b; Watanabe, 1983; Sasaki, 1988; King, 1989, Gilmore, 1989b) gefundenen Annahme aus, daß die Leuchtkraftverteilung der galaktischen Scheiben sich nicht, wie zuerst bei einer dünnen Scheibe anzunehmen ist, wie

$$L(R,z) = L_0 e^{-(R/h + z^2/h_z^2)}$$

verhält, sondern wegen des galaktischen Halos (King, 1989) sich annähernd wie

$$L(R,z) = L_0 e^{-(R/h + |z|/h_z)}$$

verhält. Dabei sind R und z galaktozentrische Zylinderkoordinaten und h sowie h_z Skalenlänge sowie Skalenhöhe der Scheibe. Diese beiden Werte gilt es zu bestimmen.

25. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Aus obiger Gleichung erhält man eine Intensitätsverteilung für den meridionalen Kreis Zentrum-Antizentrum:

$$I(0,b) = L_0 e^{-R_0/h} \left(\frac{\sin b}{h_z} - \frac{\cos b}{h} \right)^{-1} (1 - A) + L_0 e^{+R_0/h} \left(\frac{\sin b}{h_z} + \frac{\cos b}{h} \right)^{-1} B$$

mit

$$A = e^{-R_0} \left(\frac{\tan b}{h_z} - \frac{1}{h} \right) \quad B = e^{-R_0} \left(\frac{\tan b}{h_z} + \frac{1}{h} \right)$$

und

$$I(180,b) = L_0 e^{-R_0/h} \left(\frac{\sin b}{h_z} + \frac{\cos b}{h} \right)^{-1}$$

wobei b die galaktische Breite und R_0 der Abstand Sonne-galaktisches Zentrum ist. Diese Gleichungen werden in Richtung Zentrum, Antizentrum und Pol trivial. Da ich jedoch Antizentrum und Pol für meine Analyse nicht verwenden kann, habe ich den Schnitt $I(0,b)$ zur Analyse verwendet. Die Ergebnisse sind in Tab. 3.1. zusammengefasst.

Tab.3.1.: globale Parameter der galaktischen Scheibe für $R_0 = 8\text{kpc}$ (in Klammern die Werte von van der Kruit 1986)

$$\begin{aligned} h &= 5.41 \pm 0.54 \quad (5.5 \pm 1.0) \quad \text{kpc} \\ h_z &= 0.29 \pm 0.15 \quad (0.32 \pm 0.1) \quad \text{kpc} \\ I(-,90^\circ) &= 18.1 \pm 1.8 \quad (19.6 \pm 2) \quad \text{S10B} \end{aligned}$$

NGC 891, NGC 4013, NGC 4217, NGC 4565 und NGC 5907 gelten als Muster für das Aussehen unserer Galaxis (Schmidt-Kaler & Schlosser, 1973b; van der Kruit & Searle, 1982b; Gilmore, 1989a; van der Kruit, 1989, Gilmore, 1989b). In Tabelle 3.2 sind die obigen Parameter sowie die maximale Geschwindigkeit in der Rotationskurve dieser Galaxien zum Vergleich mit obigem Ergebnis aufgeführt. Dieser Vergleich zeigt große Ähnlichkeiten der Parameter unserer Galaxis mit jenen anderer Galaxien vom Typ Sb und Sc. Besonders fällt die Analogie der "großen" Galaxien auf, die durchweg kleine Skalenhöhen h_z bei größeren Skalenslängen und etwas höheren Rotationsgeschwindigkeiten verbinden. Unsere Milchstraße scheint dieser Gruppe von Sb bis Sc Galaxien anzugehören. Es bestätigt hiermit somit die Klassifikation aufgrund des Erscheinungsbildes der

26. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Tab.3.2.: Vergleich mit anderen, als typisch geltenden Galaxien (**fett: beste Kandidaten**) (Werte aus de Vaucouleurs et al., 1976 und van der Kruit & Searle, 1982b)

Galaxie	Typ	h (kpc)	h_z (pc)	v_{rot} (km sek ⁻¹)
NGC891	Sb II	4.9	380	225
NGC4013	Sbc: III	3.4	400	200
NGC4217	Sb: II	3.5	400	210
NGC4565	Sb I	5.5	300	255
NGC5907	Sc II	5.7	310	210
<i>Milchstraße</i>	<i>Sbc II:</i>	<i>5.41</i>	<i>290</i>	<i>220</i>

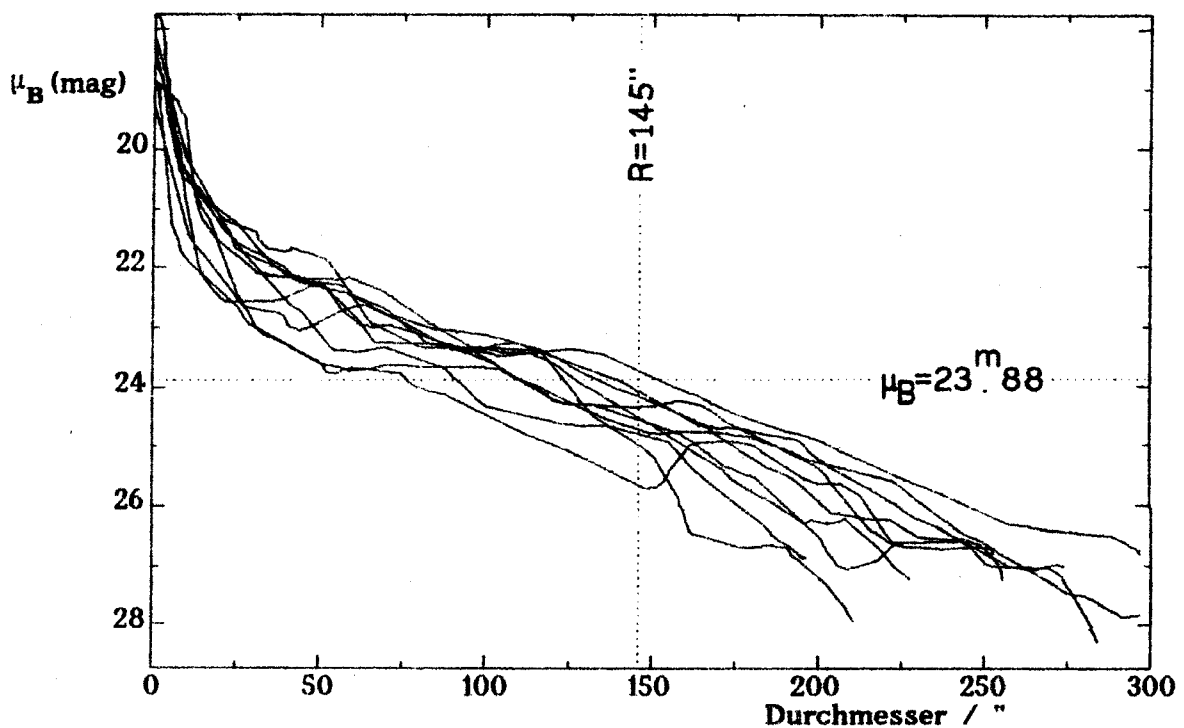


Abb.3.2.: Vergleich mit den Helligkeitsverläufen der hellen Sb und Sc Galaxien des Virgoaufens. Die waagrechte punktierte Linie ist die in dieser Arbeit bestimmte Helligkeit der Milchstraße bei der Sonne ($R_0=8\text{kpc}$). Die senkrechte punktierte Linie ist jene, die zur Distanzbestimmung des Virgo Haufen verwendet worden ist.

Lichtverteilung und des Verhältnisses des Zentralsphäroids mit der Scheibe (Schmidt- Kaler & Schlosser, 1973b). Vor allem die Skalenlänge h liegt deutlich über jenen Werten ($h \approx 3.5\text{kpc}$), die aus Sternzählungen gewonnen worden sind

(Bahcall & Soneira, 1980; Gilmore, 1981; Gilmore, 1989b).

Watanabe (1983) fasste die Ergebnisse der Photometrien einer ganzen Serie von Spiralgalaxien im Virgohaufen zusammen. In Abb.3.2. sind diese Ergebnisse mit jenen unserer Milchstraße verglichen. Unter der Annahme, daß unsere Milchstraße nicht größer ist, als die größten Spiralgalaxien im Virgohaufen, erhält man somit - mit der Rotverschiebung von $1000 \pm 50 \text{ km sek}^{-1}$ für den Virgohaufen (Tully & Shaya 1984) und der Bewegung der lokalen Gruppe in diese Richtung von $330 \pm 40 \text{ km sek}^{-1}$ (Aaronson et al. 1982) - eine obere Grenze von $58 \pm 10 \text{ km sek}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ für die Hubble-Konstante. (\rightarrow Weltalter: 18 Mrd. Jahre)

3.2. Die lokale Struktur

Die Dunkelwolke Südlicher Kohlsack (Abb.3.3. 3a) gehört zu den am besten untersuchten des südlichen Himmels (Seidensticker et al. 1983, Mattila 1970, Rodgers 1960, Tapia 1973). Sie wird deshalb gerne zum Vergleich herangezogen. Das weniger auffällige Gebiet südlich davon (3b) gehört auch zu diesem, etwa 200pc entfernten, Komplex.

Eine weitere, sehr auffällige Erscheinung ist die Gruppe von Dunkelwolken (3a-k). Sie decken fast den gesamten nördlichen Teil des galaktischen Zentrums ab. Zwischen ihnen sind, die lokale Struktur der galaktischen Ebene betonend, schmale Gebiete mit deutlicher Anhäufung junger, heller und blauer Sterne zu sehen. Die Verteilung dieser wurde von Schmidt-Kaler und Schlosser (1973a) in drei etwa 1 kpc lange und etwa 70 pc dicke, schräg aus der Ebene ragende "Schindeln" eingeteilt. Diese Länge ist von der typischen Dimension jener Aggregate, zu denen sich HI-Wolken zusammenfinden und die annähernd einheitliche Pekuliargeschwindigkeiten um 10 km sek^{-1} aufweisen. Beobachtungen der Verteilung der jungen Sterne im lokalen Arm, besonders in Richtung des galaktischen Antizentrums (Kimeswenger & Weinberger, 1989), zeigen analoge Strukturen. Wegen des Fehlens von Daten am nördlichen Himmel ($60^\circ < l < 200^\circ$) und der stärkeren Fehler bei großen galaktischen Breiten ist die Betrachtung dieser Strukturen hier nicht möglich.

In der Helligkeitskarte nicht sehr dominant, aber in den Farbkarten sehr deutlich zu sehen, ist der Gum-Nebel (4) im Vela Komplex bei $l \approx 260^\circ$.

Ganz rechts ist noch ein Teil des Orion Komplexes (5) erkennbar.

Der sogenannte Gouldsche Gürtel (----) - ein lokaler, zur galaktischen Ebene

28.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

geneigter Ring junger Sterne und aus der Ebene "geschleuderten" interstellarem Materials mit einem Durchmesser von etwa 300pc (Gould, 1879; Olano, 1982; Stüwe, 1984) - ist ebenfalls in Abb.3.3. eingetragen.

Die im blauen Licht stark in Erscheinung tretenden Sternentstehungsgebiete und OB-Assoziationen mit Abständen geringer als 2kpc (nach Humphreys, 1978) sind in Abb.3.3b. markiert. Sie ergeben (zusammen mit den Dunkelwolken, Stüwe 1984) ein Bild der Spiralstrukturen der jungen Objekte unserer Milchstraße. Die Modellierung dieser Strukturen schafft große Probleme (siehe folgende Kapitel).

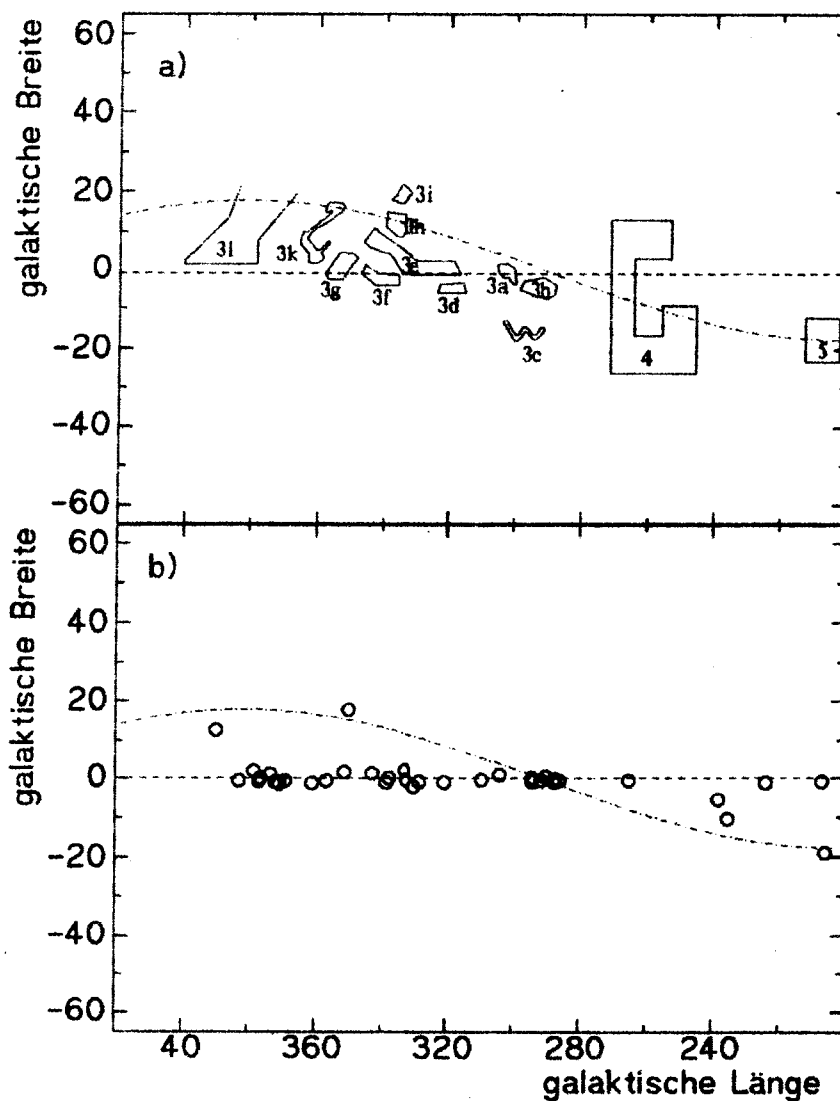


Abb.3.3.: Das "lokale" Erscheinungsbild der Milchstraße. a) Dunkelwolken und Nebel; b) OB-Assoziationen; strichpunktiert: Gouldscher Gürtel

4. Vergleich mit Galaxienmodellen

4.1. Ansatz für Galaxienmodelle

Es wurde schon oft versucht, Modelle für die Galaxis zu entwickeln. Zur Eichung der Parameter wurde verschiedenartigstes Datenmaterial herangezogen. Sternzählungen bildeten bei den meisten Arbeiten die Basis. Dabei wurde aber oft nur Material aus dem letzten Jahrhundert und aus den ersten zwei Jahrzehnten dieses Jahrhunderts wieder "aufgewärmt"; Blaauw & Schmidt (1965) stellten eine weithin bekannte Standardarbeit auf, bei der sie sich auf Herschels (um 1785) und Kapteyns (um 1920) (Literaturangabe siehe Blaauw & Schmidt (1965) Daten stützten. Eine der ersten Flächenphotometrien stellt die Arbeit von Elsässer & Haug (1960) dar.

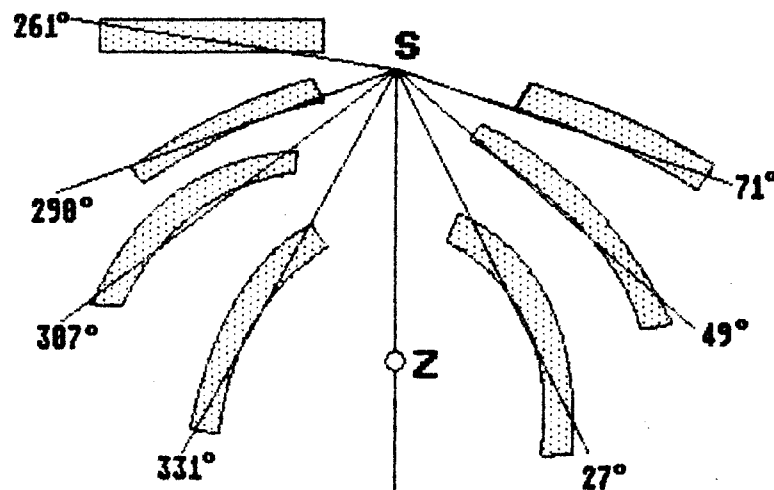


Abb.4.1.: Interpretation der Maxima der Helligkeit bei Flächenphotometrie bei Elsässer & Haug (1960)

Bei diesen älteren Arbeiten wurde bei der Interpretation der Ergebnisse aber der Einfluß der stellaren Komponente überschätzt, und der Einfluß der lokalen Dunkelwolken unterschätzt (Isserstedt & Schmidt-Kaler, 1964). Die Interpretation, daß die Spitzen der Helligkeit mit den Tangentialpunkten der Spiralarme zusammenfallen (Abb. 4.1), stimmt nur zum Teil. So zeigt der Vergleich mit Daten über offene Sternhaufen (Becker & Fenkart, 1971, Vogt & Moffat, 1974, Janes & Adler, 1982) sowie HII-Gebieten (Crampton et al., 1978, Georgelin & Georgelin, 1976) zum Beispiel keine Armstrukturen dieser Art bei 290°. Ebenso

30. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

dürfte das Maximum der Helligkeit bei 331° auf den Carina Arm (-I) und nicht auf den Arm (-II) zurückzuführen sein. Nur eine Dunkelwolke zwischen den Maxima bei 290° und jenem bei 307° - der Kohlensack - führt zu diesem Bild. Spätere Modelle, basierend auf Sternzählungen und Vergleichen mit anderen Galaxien, insbesondere dem von der Kante gesehenen NGC 891, sind jene von Bahcall & Soneira (1984) und Gilmore & Reid (1983). Dabei wurde versucht, die gezählten Sterne in verschiedenen kleinen Feldern mit hoher galaktischer Breite mit der Beobachtung eines etwa exponentiellen Abfalls junger Scheibensterne, "durchwachsen" mit einer Sternverteilung eines Zentralgebietes ("Bulge") älterer Sterne bei anderen Galaxien, in Einklang zu bringen. Dazu ist die Grundgleichung der Stellarstatistik zu lösen:

$$A(m) = \omega \int_0^{\infty} \rho(r) \cdot \varphi(M,r) \cdot r^2 dr$$

mit

$$M = m + 5 - 5 \cdot \log(r) - E(r)$$

$\rho(r)$ Dichtefunktion der Sterne

$\varphi(r)$ Leuchtkraftfunktion der Sterne

$E(r)$ Extinktion des Lichts durch interstellare Materie

$A(m)$ Zahl der Sterne der scheinbaren Helligkeit m

ω Raumwinkelement

Dazu müssen Annahmen über die Dichtefunktion (z.B.: die Mischung einer exponentiellen Scheibe mit einem Kern, dessen Dichte mit $R^{-1/4}$ abnimmt), die Leuchtkraftverteilung der Sterne (z.B.: Wielen, 1974, siehe Abb. 4.2.) und die Verteilung interstellarer Materie gemacht werden. Zielsetzung ist also die Bestimmung der Parameter dieser Funktionen.

Im Falle einer derartigen Betrachtung mit Hilfe einer Flächenphotometrie muß obige Gleichung noch über alle scheinbaren Helligkeiten integriert werden:

$$SB = \omega \int_{-\infty}^{\infty} \int_0^{\infty} \rho(r) \cdot \varphi(M,r) \cdot r^2 dr dm$$

Ferner muß auch noch eine weitere Komponente des galaktischen Lichtes - das diffuse galaktische Licht (DGL) - in die Betrachtung einbezogen werden. Das DGL entsteht dadurch, daß nur ein Teil des in Staubwolken durch Extinktion (Funktion $E(r)$ in obigen Gleichungen) verlorengegangenen Sternenlichtes absorbiert wird. Ein Teil dieses Lichtes wird gestreut, diese Streuung ist

31. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

vorwärts orientiert, daher ist eine Konzentration zu den staubreicheren Gebieten bei kleinen galaktischen Breiten zu erwarten. Diese Komponente separat zu messen, ist nicht möglich. Witt (1989) führte mit einem großen Teleskop - damit einem sehr kleinen Gesichtsfeld - Schnitte in Nord-Süd Richtung durch die galaktische Scheibe durch. Die dabei erhaltene Kurve enthält viele Spitzen durch Sterne. Er nahm an, daß die untere Einhüllende der Minima seiner gemessenen Kurve das DGL ist. Er nahm also an, daß sich an diesen Stellen keine auch noch so schwachen Sterne in seiner Blende befanden. Dies ist selbst bei einem Ende der Leuchtkraftfunktion bei $M_V = 16^m$, wie sie von vielen Autoren gefordert wird, nicht zu erwarten.

Daher stellen seine Angaben sicherlich nur eine obere Grenze für das DGL dar. In Regionen ohne starke Vordergrunddunkelwolken gibt er das DGL etwa in Form einer Gaussverteilung mit einer Halbwertsbreite in b von etwa 15° und einer Maximalintensität in V mit etwa 40 S10V plus einer breitenunabhängigen Konstanten von etwa 5 S10V an. Bei einer typischen Farbe der Galaxis ($B-V \approx 0.7$) ist dies in B etwa halb so viel. Das ist ein in meinen Messungen schwer nachweisbarer Anteil.

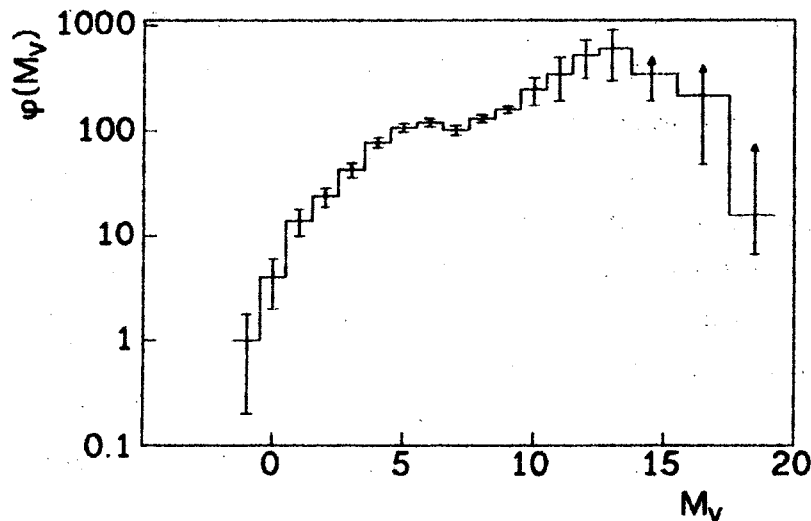


Abb.4.2.: Leuchtkraftfunktion in der Sonnenumgebung nach Wielen (1974)

4.2. Standardmodelle aus der Literatur

Das Bahcall-Soneira Modell

Das Modell von Bahcall & Soneira ist in einer Reihe von Arbeiten der ersten Hälfte dieses Jahrzehnts veröffentlicht worden. Tabelle 4.1. gibt die Literatur-

32.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

stellen dazu an. Als Basis sollten mehrere Komponenten von Sternverteilungen gesucht werden, die sowohl die Sternzählungen in unserer Milchstraße als auch die flächenphotometrischen Messungen anderer Spiralgalaxien erfüllen. Dabei zeigte sich, daß recht einfache Funktionen für die Dichteverteilung bereits eine gute erste Näherung für Daten aus höheren galaktischen Breiten darstellen.

Tab. 4.1.: Literatur zum Bahcall-Soneira Modell:

Autoren		enthaltene Komponente
Bahcall, Soneira	1980	Originalveröffentlichung
Bahcall, Soneira	1980	erste Vergleiche
Bahcall, Soneira	1981	Veränderung bei hellen Sternen und Scheibenriesen
Bahcall, Soneira	1981	Ergebnisse als Tabellen
Mamon, Soneira	1982	Leuchtkraftfunktionen für rot und infrarot (R,I,J,K)
Bahcall, Schmidt, Soneira	1983	galaktisches Zentralsphäroid
Bahcall, Soneira, Morton, Tritton	1983	Riesen im Sphäroid
Bahcall, Soneira	1984	Vergleich mit 5 Feldern
Bahcall, Soneira	1984	Diskussion
Bahcall, Ratnatunga, Buser, Fenkart, Spaenhauer	1984	17 Felder des Basel Katalogs
Bahcall	1986	Review Artikel

Das Modell besteht aus folgenden Komponenten:

a) Die galaktische Scheibe mit einem Abfall der Dichte sowohl in radialer Richtung vom galaktischen Zentrum, als auch senkrecht zur galaktischen Ebene in exponentieller Form:

$$\rho_D(R,z) = \rho_D^0 \cdot e^{-z/H(M)} \cdot e^{-(R-R_0)/h_r}$$

$R_0 = 8 \text{ kpc}$ Abstand galaktisches Zentrum - Sonne

$h_r = 3.5 \text{ kpc}$ Skalenlänge der Scheibe

$H(M)$ Leuchtkraftabhängige Skalenhöhe der Scheibe (siehe Abb.5.3.).

33. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Die Leuchtkraftfunktion stammt von Wielen (1974) (siehe Abb. 4.2.) und wurde durch einen analytischen Ausdruck angepaßt.

b) Das galaktische Zentralsphäroid mit einer Dichtefunktion nach de Vaucouleurs (1959) und einer Leuchtkraftfunktion wie im Kugelsternhaufen M13

$$\rho_B(R) = \rho_B^0 \cdot e^{-b \cdot (R/R_e)} \cdot (R/R_e)^{7/8}$$

$R_e = 2.67 \text{ kpc}$ effektiver Radius = Radius aus dem 50% der Leuchtkraft stammen

$$b = 7.669$$

c) Eine gleichmäßige Staubverteilung in einer Scheibe nach Sandage (1972):

$$E(r) = E_\infty(b) \cdot [1 - e^{-r \cdot \sin(b)/H}]$$

mit $E_\infty(b) = a \cdot (c - \tan(b)) / \sin(b)$

$$a = 0.165$$

$$c = 1.192$$

b galaktische Breite

Dabei wurde also keine Abhängigkeit mit galaktischer Länge, was gleichbedeutend mit einer höheren Konzentration zum galaktischen Zentrum ist, berücksichtigt.

d) Das galaktische Halo mit einer dem Zentralsphäroid ähnlichen Dichtefunktion, deren Dichte aber um etwa einen Faktor 200-300 kleiner ist, wurde wegen Insignifikanz nicht in den Modellen berücksichtigt.

e) Weiter wurde kein Versuch unternommen in der Dichtefunktion der Scheibe Spiralarme zu modellieren. Für Bahcall & Soneira war dies nicht möglich, da sie zur Anpassung der Parameter nur Sternzählungsdaten aus hohen galaktischen Breiten zur Verfügung hatten. Dort spielen derartige Effekte keine Rolle. Ich hatte ein fertiges, von Bahcall freundlicherweise überlassenes, Programm, das für eine frühere Arbeit (Stüwe, 1987) bereits an einem Rechner des Astronomischen Instituts der RUB installiert war, zur Verfügung. Damit wurde das unveränderte Modell für eine Reihe von durch lokale Dunkelwolken wie z.B. Kohlensack unbeeinflusste Bereiche durchgerechnet. Diese Ergebnisse sind zusammen mit meinen Daten in Abbildung 4.4. zu sehen.

Das Gilmore-Reid Modell

Gilmore und seine Mitarbeiter stellen die Forderung nach weiteren Komponenten der Scheibe auf, da sie ihre eigenen Sternzählungen bei größeren Distanzen von der galaktischen Scheibe nicht mit einer exponentiellen Scheibe beschreiben

34.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

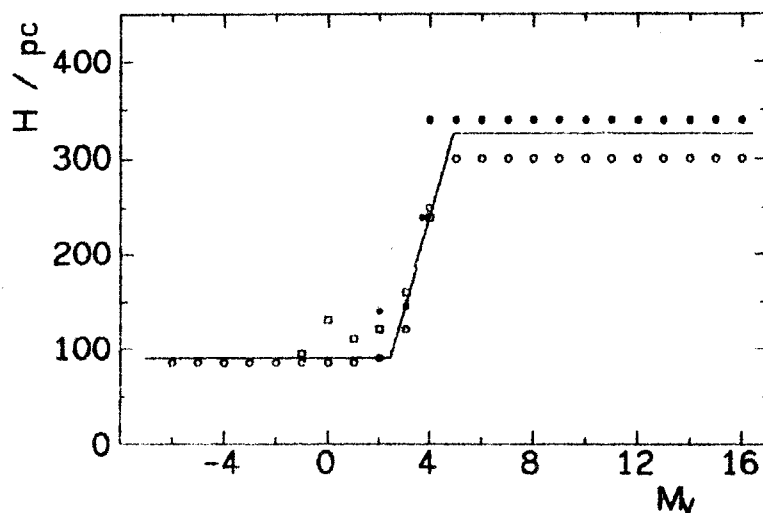


Abb.4.3.: Abhängigkeit der Skalenhöhe H der Scheibe von der absoluten Helligkeit - offene Kreise Schmidt (1963), gefüllte Kreise Oort (1936), offene Quadrate McCuskey (1966), Linie Profil für das Bahcall-Soneira Modell.

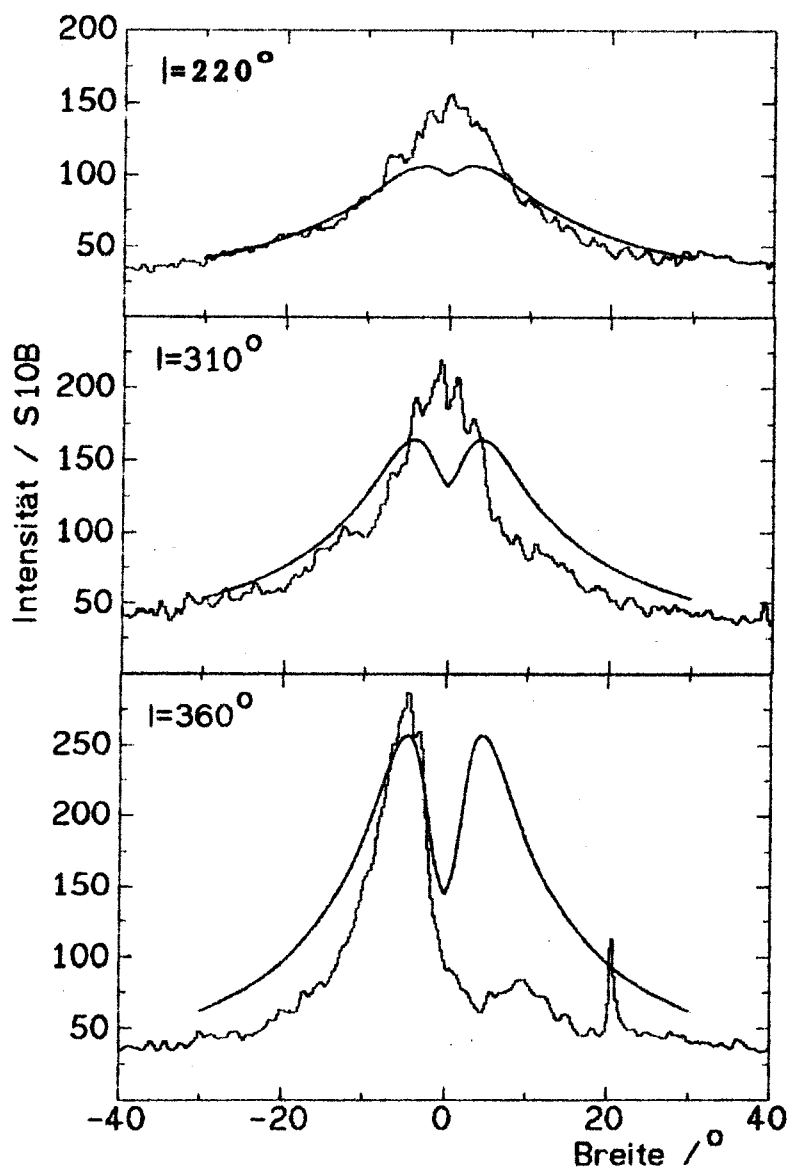


Abb.4.4.: Bahcall-Soneira Modell im Vergleich mit meinen Daten (siehe Text).

35. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

konnten. Dabei wurden sie zum Teil auch von Fenkart (1988) unterstützt. Tabelle 4.2. faßt die dazugehörige Literatur zusammen.

Tab. 4.2.: Literatur zum Gilmore-Reid Modell:

Autoren		Komponente
Gilmore	1981	Grundsatzarbeit
Reid, Gilmore	1982	erste konkrete Zahlen
Gilmore, Reid	1983	Bestimmung an polnahen Feldern
Gilmore	1984	Zentralsphäroid
Gilmore, Wyse	1985	inneres Sphäroid
Fenkart	1988	Meßvergleiche

Dabei stellt dieser zusätzliche "pekuliare" stellare Anteil - Infrarotphotometrie gibt Anlaß zu der Vermutung, daß die Metallhäufigkeit bei diesen Sternen geringer ist als bei den Sternen der galaktischen Scheibe - eine ältere Sternpopulation dar, jedoch nicht die extreme Population des galaktischen Halos. Dieser Halo wird wegen seines extrem geringen Anteils in den Modellen nicht beachtet. Gilmore et al. nehmen zusätzlich zu den bei Bahcall & Soneira genannten Komponenten eine "dicke" Scheibe, die wie in Formel für die dünne Scheibe beschrieben wird, nur daß der Normierungsfaktor ρ_D^0 um einen Faktor 50 kleiner ist, und daß die Skalenhöhe H gleich 1.45 kpc beträgt. Damit wollen sie diese zusätzliche Population modellieren. Da sie den Abstand Sonne - galaktisches Zentrum mit 9 kpc annehmen, wächst die radiale Skalenlänge von 3.5 kpc auf 4 kpc an. Die Leuchtkraftfunktionen sind geringfügig verändert (Chiu, 1980; Harris et al. 1983). Abbildung 4.5. zeigt das Diagramm 6a aus der Arbeit von Gilmore & Reid (1983) in einer linearen Darstellung. Abbildung 4.6. schließlich zeigt eine Umrechnung der Sternzahlen in Flächenhelligkeiten. Da nur wenige Prozent der Flächenhelligkeit aus dieser "dicken" Scheibe kommen, wurde diese Komponente zunächst nicht weiter beachtet.

4.3. Modifikation der bisherigen Modelle

Ich habe nun versucht, die einzelnen Komponenten, die auf Seite 60f vorgestellt worden sind, und ihren Einfluß auf das galaktische Licht bei kleinen

36.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

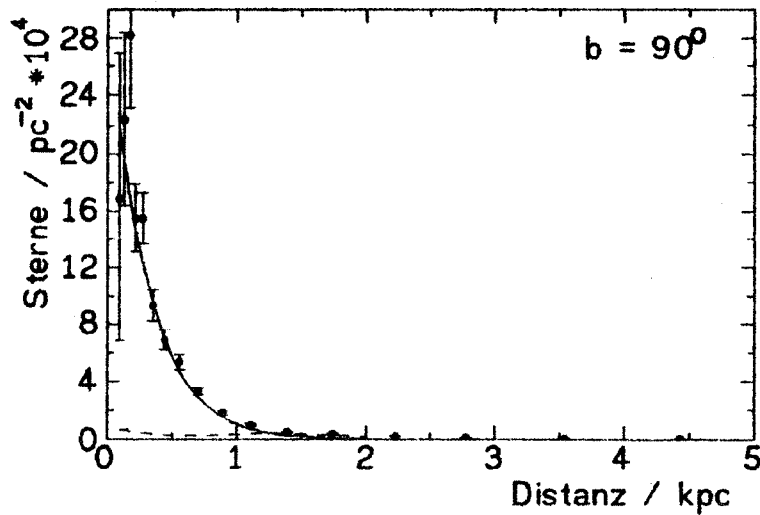


Abb.4.5.: Abbildung 6a aus Gilmore & Reid (1983) in linearer Darstellung

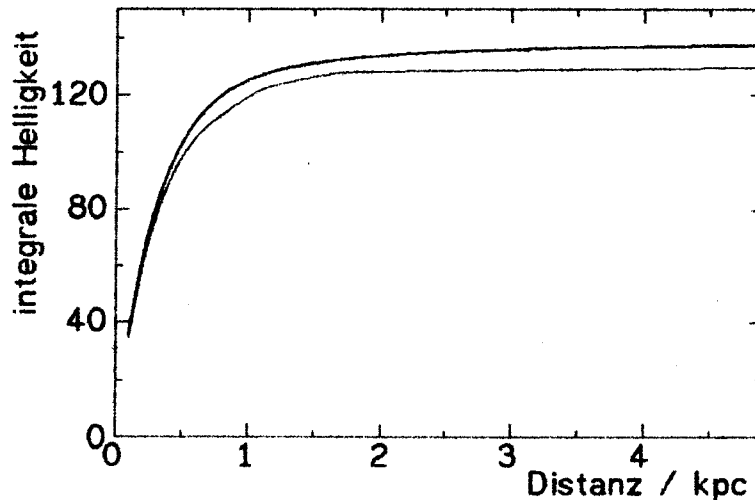


Abb.4.6.: Die Helligkeit der "dünnen" Scheibe (dünne Linie) und des Gesamtsignals (dicke Linie) nach Gilmore & Reid (1983) in Richtung $b=90^\circ$. Der Anteil der "dicken" Scheibe am Gesamtsignal ist gering. Bei b kleiner etwa 30° sinkt der Anteil schließlich unter 1%.

Breiten zu betrachten. Dabei verwendete ich zuerst jene Teile, die nur von der Scheibe und dem Staub beeinflusst sind, z.B. Fig.4.4.c. Dabei zeigt sich, daß die Flanken höherer Breite bereits gut durch die Modelle angepaßt werden. Die Modelle erklären jedoch die Messungen geringerer Breiten nicht. Dies veranlaßte mich, zuerst die interstellare Extinktion zu betrachten. Burstein & Heiles (1978) veröffentlichten auf der Basis von Galaxienzählungen Extinktionskarten mit $E_{\infty}(l,b)$. Diese Karten verwendete ich, um Anpassungen an die bei Bahcall und Soneira verwendete Gleichung für die Extinktion durchzuführen. In Abb. 4.7. sind die Ergebnisse und die des ursprünglichen Ansatzes von Sandage

(1972) gezeigt. Dies führt zu einem Extinktionsgesetz:

$$E(r,b) = \begin{cases} 0.0485 [1.16 - \tan(b)] [1 - e^{-r \sin(b)/H}] \sin^{-1}(b) & \text{für } b < 50^\circ \\ 0 & \text{für } b > 50^\circ \end{cases} \quad (5.8.)$$

Darin bleibt nun noch die Skalenhöhe H unbekannt, da die Funktion bei $r = \infty$ von H unabhängig ist. Hier ist folgendende Vergleichstabelle 4.3 für die Extinktion bei $b = 0^\circ$ nützlich. Die Meinung, daß die Extinktion bei großen Breiten verschwindend klein ist, wird von einigen Autoren (deVaucouleurs & Pence, 1978; Burstein & Heiles, 1978) nicht geteilt, ist aber für die vorliegenden Betrachtungen belanglos, da die Anpassung im Bereich $|b| < 30^\circ$ erfolgt.

Tab.4.3.: Visuelle Extinktion pro kpc in der galaktischen Scheibe

H (pc)	E_V (mag/kpc)	
	Sandage(1972)	Gleichung 5.8.
100	1.96	0.78
50	3.93	1.56
40	4.90	1.95
25	7.85	3.13

Die Arbeit von Neckel & Klare (1967), in der die Verfärbungen vieler Einzelsterne bei geringen galaktischen Breiten ($|b| < 7.5^\circ$) verarbeitet wurden, und die Aufarbeitung dieser Arbeit von Scheffler (1967), ergibt eine typische Skalenhöhe von 40 ± 20 pc und eine Extinktion von 2.1 ± 0.5 mag/kpc. Diese Werte stimmen mit obigen Daten aus meiner Ausgleichung der Daten von Burstein & Heiles (1978) überein (in Tab.4.3. fett geschrieben). Als weitere Indizien für eine Skalenhöhe zwischen 30 bis 50 pc kann man Arbeiten über Spiralnebel heranziehen, die man von der Kante her sieht (van der Kruit & Searle, 1980a; Sasaki, 1987, 1988). Diese Modifikation paßt die Modelle wesentlich besser an die Daten an. Als weitere Modifikation kann man einzelne, bekannte Dunkelwolken explizit in das Extinktionsmodell einsetzen. Dazu muß man die Extinktion der Wolke und deren Distanz kennen, was nur für wenige Wolken des Südhimmels der Fall ist. In Abb. 4.8. wurde anhand der Daten von Seidensticker et al. (1983) der Schnitt $l=303^\circ$ mit dem Bahcall-Soneira Modell zusätzlich mit der diskreten, gut unter-

38.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

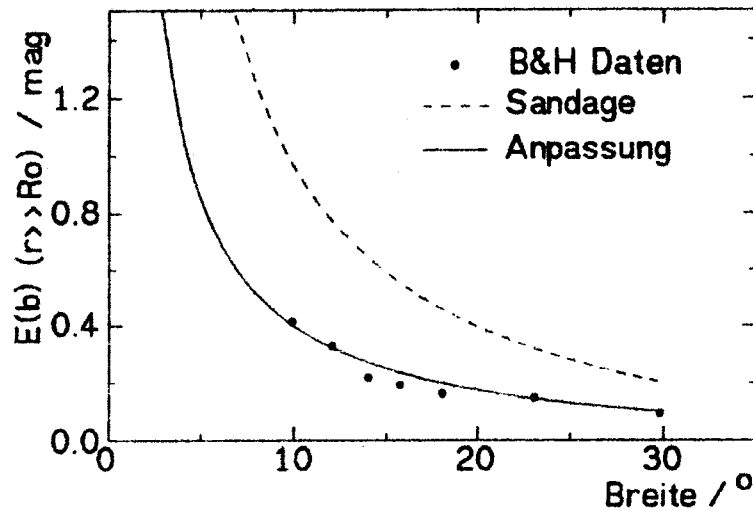


Abb.4.7.: Anpassung (—) der Extinktionsverteilung nach Sandage (1972) an die Daten von Burstein & Heiles und der Originalansatz von Sandage (1972) (- - -).

suchten Dunkelwolke Kohlensack gerechnet. Die Ergebnisse sind ermutigend, auch deshalb, weil der fehlende Intensitätsbetrag des Modelles im Bereich der Dunkelwolke von etwa 40 S10B genau den Messungen des DGL von Mattila (1970) mit 30-45 S10B in dieser Region entspricht.

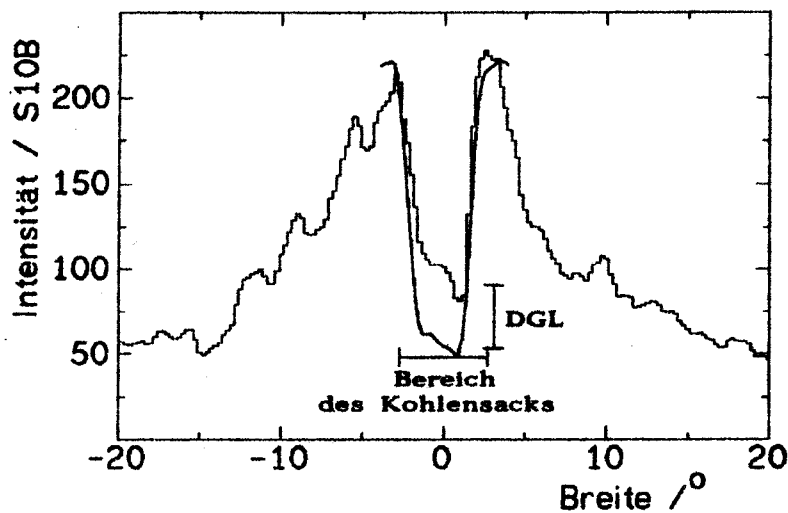


Abb.4.8.: Modellvariation mit der diskreten Dunkelwolke Kohlensack nach den Daten von Seidensticker et al. (1983) (kontinuierliche Linie) und die Messungen für das Gebiet. Das DGL ist gut zu erkennen (siehe Text).

Die Möglichkeiten solcher Rechnungen sind jedoch wegen der fehlenden Daten gering.

5. Ausblick

Ein Ansatz zur Lösung des Extinktionsproblem es wäre die Verwendung einer statistischen Information aus der Arbeit von Scheffler (1967), der die Staubverteilung in der Milchstraße mit einem zweikomponentigen Modell von Dunkelwolken in der Form

	1. Komponente	2. Komponente
typische Extinktion	0.26 mag	1.6 mag
Häufigkeit	5.0 kpc ⁻¹	0.5 kpc ⁻¹
Größe	3.0 pc	70 pc

erklärte.

Während man Komponente 1 bis zu relativ kleinen Distanzen mit einem Ansatz einer homogenen Staubverteilung modellieren kann, müßte man Komponente 2 mit Hilfe von Dunkelwolkenkatalogen, die mit anderen Datensätzen und Methoden erstellt worden sind, in das Modell einbauen. Da nur Kataloge mit zuverlässigen Positionen, nicht aber mit zuverlässigen Aussagen über den Betrag der Extinktion existieren, muß man, durch Differenzbildung der Sehstrahlen nahe an der Wolke vorbei, gegenüber jenen Sehstrahlen durch die Wolke (Seidensticker et al. 1983) die Extinktion und die Distanz in einem iterativen Prozess aus den Flächenhelligkeiten bestimmen. Dies geht aber nur für "lokale" Wolken, bei denen man annehmen kann, daß der Beitrag von Vordergrundsternen verschwindend klein ist. Bei weiter entfernten Wolken muß man mit einem Modell die Parameter, Distanz zur Wolke und Extinktion der Wolke, mittels zweier Flächenphotometrien in verschiedenen Farbbereichen bestimmen. Damit würde man eine wichtige weitere Information über unsere Galaxis, nämlich die Wolkenverteilung großer Wolken und damit die der Spiralarme, an deren Innenkanten sich die Wolken typischerweise häufen, gewinnen. Diese Information müßte iterativ mit dem nächsten Schritt, der Modellierung der Spiralarme (z.B. mit Georgelin & Georgelin 1976 oder Crampton et al. 1978) und der darin sich dort verändernden Leuchtkraftfunktion, verbunden werden.

Die größeren Dunkelwolken könnten auch mit Hilfe von Messungen im Bereich der Radiostrahlung (CO-Molekül) bestimmt werden, womit die Unbekannte $E(l,b)$ eliminiert wird. Dies ließe sich durch einen Vergleich von CO-Daten (Dame et al. 1987) mit der bekannten Extinktion der genau vermessenen Dunkelwolke "Kohlensack" (Seidensticker et al. 1983) durchführen. Daß dieser Ansatz

40.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit
Hilfe photographischer Flächenphotometrie

zielführend sein könnte, zeigt die Ähnlichkeit der Karten des Kohlensackes aus der Arbeit von Seidensticker (1979) und Nyman et al. (1989) (CO Gas) in Abb.5.1.

Inwieweit alle diese Ideen zielführend und verwirklichtbar sind, kann hier noch nicht endgültig gesagt werden.

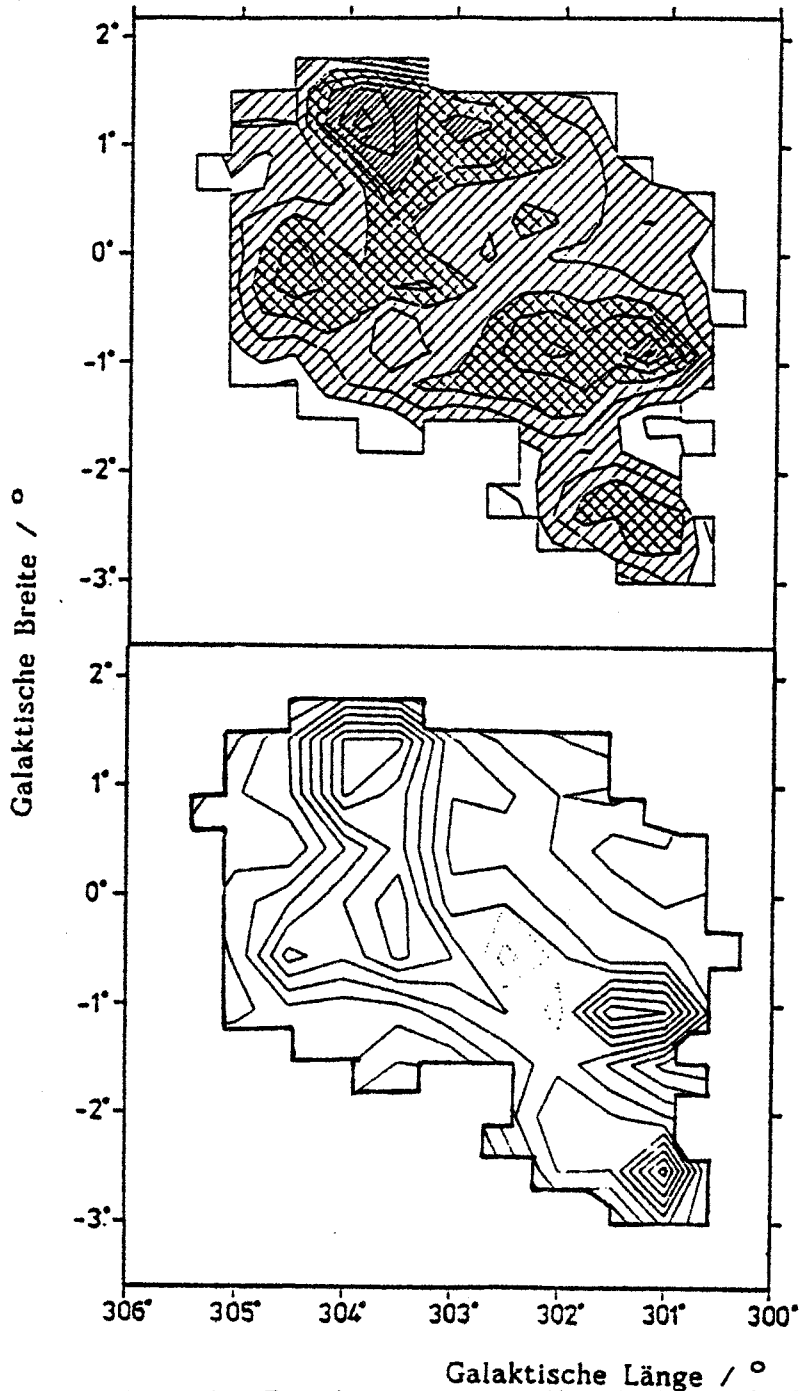


Abb.5.1.: Verteilung der Extinktion im visuellen Licht nach Seidensticker (1979) (oben - Auflösung 0.3°) und des CO-Gases nach Nyman et al.(1989) (unten - Auflösung 0.5°) im Gebiet des Kohlensackes.

41. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit
Hilfe photographischer Flächenphotometrie

Literaturverzeichnis

- Aarson, M. Huchra, J.P., Mould, J.R., Schechter, P.L., Tully, R.B.: 1982, *Astrophys. J.* **258**, 64
- Ashburn, E.V.: 1954, *J. Atmosph. Terr. Phys.* **5**, 83
- Bahcall, J.N.: 1986, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **24**, 577
- Bahcall, J.N., Ratnatunga, K.U., Buser, R., Fenkart, R.P., Spaenhauer, A.: 1984, *Astrophys. J.* **299**, 616
- Bahcall, J.N., Schmidt, M., Soneira, R.M.: 1982, *Astrophys. J.* **265**, 730
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1980a, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **44**, 73
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1980b, *Astrophys. J. Letter* **238**, L17
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1981a, *Astrophys. J.* **246**, 122
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1981b, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **47**, 401
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1983a, *IAU Coll.* **76**, 209
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M.: 1984, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **55**, 67
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., Morton, D.C., Tritton, K.P.: 1983, *Astrophys. J.* **272**, 627
- Baker, A.E.: 1925, *Proc. Roy. Soc. Edinburgh* **45**, 166
- Beck, R.: 1975, Diplomarbeit, Universität Bochum
- Becker, W., Fenkart, R.: 1971, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **4**, 241
- Bergh, van den S.: 1971, *Astron. J.* **76**, 1082
- Blaauw, A., Schmidt, M.: 1965, *Galactic Structure*, University of Chicago Press
- Broadfoot, A.L., Kendall, K.R.: 1968, *J. Geophys. Res.* **73**, 426
- Burstein, D.: 1979, *AAS Photobulletin* **20**, 6
- Bursten, D., Heiles, C.: 1982, *Astron. J.* **87**, 1165
- Chamberlain, J.W.: 1961, *Physics of the Aurora and Airglow*, Academic Press London
- Chui, A.J.: 1980, *Astron. J.* **85**, 812
- Classen, C.: 1976, Dissertation, Universität Bonn
- Crampton, D., Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P.: 1978, *Astron. Astrophys.* **66**, 1
- Dame, T.M., Ungerechts, H., Cohen, R.S., de Geus, E.J., Grenier, I.A., May, J., Murphy, D.C., Nyman, L.-Å., Thaddeus, P.: 1987, *Astrophys. J.* **322**, 706
- Davoust, E.: 1981, *Astronomical Photometry 1981*, 19
- deVaucouleurs, G.: 1959, *Handbuch der Physik*, **53**, p311; ed. S. Flügge, Springer-Verlag, Berlin
- deVaucouleurs, G.: 1968, *Applied Optics* **7**, 1513
- deVaucouleurs, G., Pence, W.D.: 1978, *Astron. J.* **83**, 1163
- deVaucouleurs, G., deVaucouleurs, A., Corwin, H.G.jr.: 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*, University of Texas Press, Austin
- Dumont, R.: 1965, *Ann. d'Astrophys.* **28**, 265
- Eaton, J.A., Code, A.P.: 1976, *Vistas in Astron.* **20**, 319
- Elsässer, H., Haug, U.: 1960, *Z. f. Astrophys.* **50**, 121
- Engeln-Müllges, G., Reutter, F.: 1986, *Formelsammlung zur numerischen Mathematik mit Standard FORTRAN-77 Programmen*, Bibliographisches Institut, Zürich
- Fenkart, R.: 1988, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **76**, 469
- Georgelin, Y.M., Georgelin, Y.P.: 1976, *Astron. Astrophys.* **49**, 57
- Gilmore, G.: 1981, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **195**, 183
- Gilmore, G.: 1984, *Mon. Not. R. astr. Soc.* **207**, 223

**42.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit
Hilfe photographischer Flächenphotometrie**

- Gilmore, G.: 1989a, Proceedings of Saas Fee Course of Advanced Astrophysics
Gilmore, G.: 1989b, Mon. Not. R. astr. Soc. preprint
Gilmore, G., Reid, I.N.: 1983, Mon. Not. R. astr. Soc. **202**, 1025
Gilmore, G., Wyse R.F.G.: 1985, Astron. J. **90**, 2015
Gould, B.A.: 1879, Uranometria Argentina
Harmon, R, Gilmore, G.: 1988, Mon. Not. R. astr. Soc. **235**, 1025
Harris, W.E., Hesser, J.E., Atwood, B.: 1983, Astrophys. J. **268**, L111
Hayes, D.S., Latham, D.W.: 1975, Astrophys. J. **197**, 593
Hoffmann, B., Kimeswenger, S., Schlosser, W., Schmidt-Kaler, Th., Seidensticker, K.J.: 1989, IAU Symp. 139
Humphreys, R.M.: 1978, Astrophys. J. Suppl. Ser. **38**, 309
Hurter, F., Driffield, V.C.: 1890, J. Soc. Chem. Ind. London **9**, 455
Isserstedt, J., Schmidt-Kaler, Th.: 1964, Z. f. Astrophys. **59**, 182
Janes, K., Adler, D.: 1982, Astrophys. J. Suppl. Ser. **49**, 425
Kimeswenger, S. Weinberger, R.: 1989, Astron. Astrophys. **209**, 51
King, I.: 1989, Proceedings of Saas Fee Course of Advanced Astrophysics
Kormendy, J.: 1980, Proceedings of two dimensional photometry, Ed. P. Crane, K. Kjär, 69
Kruit, van der P.C.: 1986, Astron. Astrophys. **157**, 230
Kruit, van der P.C.: 1989, IAU Symp. 139
Kruit, van der P.C., Searle, L.: 1981a, Astron. Astrophys. **95**, 195
Kruit, van der P.C., Searle, L.: 1981b, Astron. Astrophys. **95**, 116
Kruit, van der P.C., Searle, L.: 1982a, Astron. Astrophys. **110**, 61
Kruit, van der P.C., Searle, L.: 1982b, Astron. Astrophys. **110**, 79
Leinert, C., Richter, I.: 1981, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. **46**, 115
Levasseur-Regourd, A.C., Dumont, R.: 1980, Astron. Astrophys. **84**, 277
Mamon, G.A., Soneira, R.M.: 1982, Astropys. J. **255**, 181
Mattila, K.: 1970, Astron. Astrophys. **9**, 53
Mattila, K.: 1973, Sterne und Weltraum, **12**, 246
McCuskey, S.W.: 1966, Vistas in Astron. **7**, 141
Moffat, A.F.J.: 1969, Astron. Astrophys. **3**, 455
Neckel, Th., Klare, G.: 1967, Z. f. Astrophys. **66**, 45
Nyman, L.-Å., Bronfman, L., Thaddeus, P.: 1989, Astron. Astrophys. **216**, 185
Olano, C.A.: 1982, Astron. Astrophys. **112**, 195
Oort, J.H.: 1936, Bull. Astr. Inst. Netherlands, **8**, 75
Pannekoek, A., Koelbloed, D.: 1949, Publ. Astron. Inst. Amsterdam **9**
Pfleiderer, J., Mayer, U.: 1971, Astron. J. **76**, 691
Reid, I.N., Gilmore, G.: 1982, Mon. Not. R. astr. Soc. **201**, 73
Roach, F.E., Gordon, J.L.: 1973, The Light from Night Sky, Reidel Publ. Comp., Dordrecht
Roach, F.E., Megill, L.R.: 1961, Astrophys. J. **133**, 228
Rodgers, A.W.: 1960, Mon. Not. R. astr. Soc. **120**, 161
Sandage, A.R.: 1972, Astrophys. J. **178**, 1
Sasaki, T.: 1988, Mem. Facul. Sci. Ser. Phys. Astrophys. Geophys. Cem., Univ. Kyoto, Vol. XXXVII, Noo. 2, Article 3, p139
Scheffler, H.: 1967, Z. f. Astrophys. **65**, 60
Schlosser, W.: 1972, Habilitationsschrift, Universität Bochum
Schlosser, W., Schmidt-Kaler, Th.: 1973, Astron. Astrophys. **29**, 409

43. Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit Hilfe photographischer Flächenphotometrie

- Schlosser, W., Schmidt-Kaler, Th.: 1977, *Vistas in Astron.* **21**, 447
Schlosser, W., Schmidt-Kaler, Th., Schneider, H.: 1989, *Astron. Astrophys in Vorbereitung*
Schmidt, M.: 1963, *Astrophys. J.* **125**, 422
Schmidt-Kaler, Th.: 1977, *Vistas in Astron.* **19**, 69
Schmidt-Kaler, Th., Dachs, J.: 1969, *ESO Bull.* **5**, 15
Schmidt-Kaler, Th., Schlosser, W.: 1973a, *Astron. Astrophys.* **25**, 191
Schmidt-Kaler, Th., Schlosser, W.: 1973b, *Astron. Astrophys.* **29**, 409
Schmidt-Kaler, Th., Seidensticker, K.J., Pröll, H.J., Schlosser, W., Beck, R.: 1983, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **51**, 1
Schneider, H.: 1985, Diplomarbeit, Universität Bochum
Schnur, G.F.O.: 1980, *Proceedings of two dimensional photometry*, Ed. P. Crane, K. Kjær, 69
Seboldt, W.: 1973, *Astron. Astrophys.* **22**, 217
Seidensticker, K.J.: 1979, Diplomarbeit, Universität Bochum
Seidensticker, K.J.: 1987, Dissertation, Universität Bochum
Seidensticker, K.J., Schmidt-Kaler, Th., Schlosser, W.: 1982, *Astron. Astrophys.* **114**, 60
Staude, H.J.: 1975, *Astron. Astrophys.* **39**, 325
Smith, L.L., Roach, F.E., Owen, R.W.: 1970, *Batelle-Northwest Laboratories Report (BNWL-1419)*, Richland
Stüwe, J.A.: 1984, Diplomarbeit, Universität Bochum
Stüwe, J.A.: 1987, Dissertation, Universität Bochum
Tapia, S.: 1973, *IAU Symp.* **52**, p43
Toller, G.N.: 1989, *IAU Symp.* 139
Tüg, H.: 1980, *Astron. Astrophys.* **82**, 195
Tully, R.B., Shaya, E.J.: 1984, *Astrophys. J.* **281**, 31
Vogt, N., Moffat, A.F.J.: 1974, *Astron. Astrophys.* **39**, 477
Walcher, W.: 1979, *Praktikum der Physik*, Teubner Verlag, Stuttgart
Watanabe, H.: 1983, *Annals Tokyo Obs.* 2nd Ser. **19**, 121
Weinberg, J.L.: 1981, *Sky and Teleskope* **61**, 114
Wells, D.C., Greisen, E.W.: 1981, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **44**, 363
Wielen, R.: 1974, *Highlights of Astronomy*, **3**, 395
Witt, A.N.: 1989, *IAU Symp.* 139
Wolstencroft, R.D., van Breda, I.G.: 1967, *Astrophys. J.* **147**, 255

Liste der verwendeten Abkürzungen:

a) im Text:

DGL	diffuses galaktisches Licht
ESO	European Southern Observatory
FITS	Flexible Image Transport System
IAU	International Astronomical Union
IHAP	Image Handling and Processing System
PDS	Photometric Data Systems

b) im Literaturverzeichnis:

AAS Photobulletin	American Astronomical Society Photobulletin, Rochester N.Y.
Ann. d'Astrophys.	Annales de Astrophysique, Paris

**44.Fortsetzung Gastvortrag: Strukturuntersuchungen der Milchstraße mit
Hilfe photographischer Flächenphotometrie**

Ann. Rev. Astron. Astrophys.	Annual Review of Astronomy and Astrophysics
Annals Tokyo Obs. 2nd Ser.	Annals of the Tokyo Astronomical Observatory, University of Tokyo, Mitaka, Tokyo
Astron. Astrophys.	Astronomy and Astrophysics, Springer Verlag, Heidelberg
Astron. Astrophys. Suppl. Ser.	Astronomy and Astrophysics Supplement Series, Sauverny/CH
Astron. J.	Astronomical Journal, Columbia University, New York
Astrophys. J.	Astrophysical Journal, University of Chicago Press
Astrophys. J. Letter	Astrophysical Journal Letters to the Editor, University of Chicago Press
Astrophys. J. Suppl. Ser.	Astrophysical Journal Supplement Series, University of Chicago Press
Bull. Astr. Inst. Netherlands	Bulletin of the Astronomical Institutes of Netherlands
ESO Bull.	Bulletin of the European Southern Observatory, Garching/München
IAU Coll.	IAU Colloquium Proceedings
IAU Symp.	IAU Symposia Proceedings
J. Atmosph. Terr. Phys.	Journal of Atmospheric and Terrestrial Physics, Pergamon Press, Oxford
J. Geophys. Res.	Journal of Geophysical Research, N.W. Washington D.C.
Mem. Facul. Sci. Ser. Pys. Astrophys. Geophys. Chem., Univ. Kyoto	Memoirs of the Faculty of Science, Kyoto University, Series A of Physica, Astrophysics, Geophysics and Chemistry
Mon. Not. R. astr. Soc.	Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Blackwell Scientific Publications, Oxford
Proc. Roy. Soc. Edinburgh	Proceedings of the Royal Society Edinburgh
Publ. Astron. Inst. Amsterdam	Publications of the Astronomical Institute of Amsterdam
Publ. Astron. Soc. Japan	Publications of the Astronomical Society of Japan, Maruzen Co. Ltd. Nihonbashi, Tokyo
Vistas in Astron.	Vistas in Astronomy, Pergamon Press, Oxford
Z. f. Astrophys.	Zeitschrift für Astrophysik, Springer Verlag (nur bis 1969)

Dr.Stefan Kimeswenger

**Institut für Astronomie der Universität Innsbruck
Technikerstraße 25, A-6020 Innsbruck**

Hans Elsässer

Weltall im Wandel

Die neue Astronomie

Inhalt

- 1 Alte und neue Astronomie 11
 - Vom geozentrischen System zur Welt ohne Mitte 12
 - Neue Methoden 23
 - Astronomie und Physik 31
 - Kosmische Evolution 41
 - 2 Die Sterne des Milchstraßensystems 45
 - Erste Einsichten 46
 - Sternbewegungen und galaktische Rotation 55
 - Stellare Zustände 62
 - Innerer Aufbau und Sternentwicklung 73
 - Sterngenerationen und galaktische Geschichte 82
 - 3 Sternentstehung und interstellare Materie 89
 - Modelle entstehender Sterne 90
 - Leuchtende Nebel, Infrarot- und Maserquellen 94
 - Interstellare Molekülwolken 108
 - Bipolare Quellen und zirkumstellare Scheiben 112
 - Ausblick 120
 - 4 Unser Sonnensystem und seine Geschichte 123
 - Der Grundriß 124
 - Das Sonneninnere und die Neutrinos 131
 - Die Gesichter der Planeten 136
 - Asteroiden und Kometen 150
 - Wie alt ist das Sonnensystem? 156
 - Die Frühgeschichte 160
 - 5 Interplanetarer Staub 165
 - Das Zodiakallicht 166
 - Von extraterrestrischer Warte – Die Helios-Mission 172
 - Herkunft und Dynamik 182
 - 6 Vom Sterben der Sterne 187
 - Explodierende Sterne und Pulsare 187
 - Röntgenquellen in Doppelsternen 195
 - Alterskollaps, Supernovaausbruch und Neutronensterne 201
 - Vom Roten Riesen über den Weißen Zwerg zur Nova 211
 - 7 Arbeitsmittel der optischen Astronomie 225
 - Optische Teleskope heute 226
 - Optisches System, Bildfeldgröße 230
 - Spiegelwerkstoff 234
 - Teleskopsteuerung, Antriebe 237
 - Teleskope der Zukunft 238
 - Detektoren 246
 - 8 Ein neues Zentrum astronomischer Forschung 253
 - Vorgeschichte 253
 - Die Heidelberger Zentrale 256
 - Wohin mit den Teleskopen? 259
 - Die Calar Alto Sternwarte 264
 - Südhalbkugelprobleme 275
 - 9 Galaxien 283
 - Wie sie aussehen 283
 - Ihre Entfernungen 291
 - Rotverschiebung und Galaxienflucht 297
 - Haufen und Superhaufen – Mittlere Dichte im Weltall 303
 - Aktive Galaxien 308
 - Explosionen – Kollisionen 319
 - 10 Ursprung und Entwicklung des Weltalls 325
 - Weltalter und Weltmodelle 325
 - Der Anfang im Urknall 331
 - Entstehung und Entwicklung der Galaxien 340
 - Mensch im Kosmos 345
- Sachregister 351

Deutsche Verlags-Anstalt
Stuttgart

öS 310.50

Gastvortrag: **Sternenerationen und galaktische Geschichte**

Abschnitt aus

Hans Elsässer: WELTALL IM WANDEL. DIE NEUE ASTRONOMIE.

DVA Stuttgart, 352 Seiten, 1985 und

Ro-Ro-Ro Taschenbuch (Sachbuch 8361), 1989.

Aus Kapitel 2: Die Sterne des Milchstraßensystems

Sternenerationen und galaktische Geschichte

Das Sternenheer des Milchstraßensystems ist ein Gemisch vieler Altersstufen, die bei den Sternhaufen besonders klar in Erscheinung treten. Die verschiedenen Sternenerationen unterscheiden sich aber nicht allein im Alter, sie zeigen auch andere charakteristische Eigenheiten, in denen sich die Geschichte des Gesamtsystems widerspiegelt. Betrachtet man das Verhalten der Extreme, der jüngsten und der ältesten Sternpopulation, dann vor allem kommen wesentliche Züge zum Vorschein.

So findet man die heißen blauen Sterne hoher Leuchtkraft, die typischen Repräsentanten der jüngsten Generation, nur innerhalb des Milchstraßenbandes, ohne daß sie in bestimmten Bereichen besonders stark konzentriert wären. Insbesondere ist die Richtung zum galaktischen Zentrum keineswegs herausgehoben. Auf ihre Verteilung im Raum übertragen, bedeutet das, daß sie sich vorwiegend nahe der Hauptebene der galaktischen Scheibe befinden. Innerhalb eines Umkreises von einigen tausend Lichtjahren um die Sonne lassen sich ihre Entfernungen relativ genau bestimmen. Es zeigt sich, daß sie in der galaktischen Ebene nicht gleichmäßig verteilt sind, sondern ein Muster bevorzugen, das an Bruchstücke von Spiralarmen erinnert. Das ist nicht unerwartet: Aufgrund von Beobachtungen an externen Spiralgalaxien ist nämlich bekannt, daß die Sterne geringen Alters längs der dort leichter als in unserem eigenen System zu lokalisierenden Spiralarme angeordnet sind. Die leuchtkräftigen blauen Sterne und die jungen Haufen werden deshalb auch als typische Spiralarmobjekte bezeichnet.

Diese Fakten sprechen für eine enge Kopplung der jungen Sterneneration an die interstellare Materie. Auch diese ist in der galaktischen Ebene zu finden, wie vor allem die Beobachtungen der 21-cm-Strahlung des kalten Wasserstoffgases erhärten. Letzteres bildet eine mit der Hauptebene zusammenfallende, nur wenige hundert Lichtjahre dicke Schicht, die das ganze Milchstraßensystem durchdringt. In ihr schwimmt der interstellare Staub und dort sind auch die jüngsten Sterne eingebettet. Spiralarme sind lange zusammenhängende Schläuche höherer Gas- und Staubbichte innerhalb dieser Schicht, primär also eine Erscheinung der interstellaren Materie. Nach der Entdeckung der 21-cm-Linie war es deshalb naheliegend, mit ihrer Hilfe die Spiralstruktur unserer Galaxis ableiten zu wollen. Diesem

1. Fortsetzung Gastvortrag: Sterngenerationen und galaktische Geschichte

Vorhaben war aber, nach anfänglicher Euphorie, kein durchschlagender Erfolg beschieden. Es erwies sich als äußerst schwierig, den Zonen höherer Gasdichte zuverlässige Distanzen zuzuordnen. Hier begegnen wir wieder diesem typischen Problem der Milchstraßenforschung, nämlich Phänomene, die in der Projektion an die Himmelssphäre beobachtet werden, in der räumlichen Tiefe richtig zu ordnen, eine Schwierigkeit, die es bei

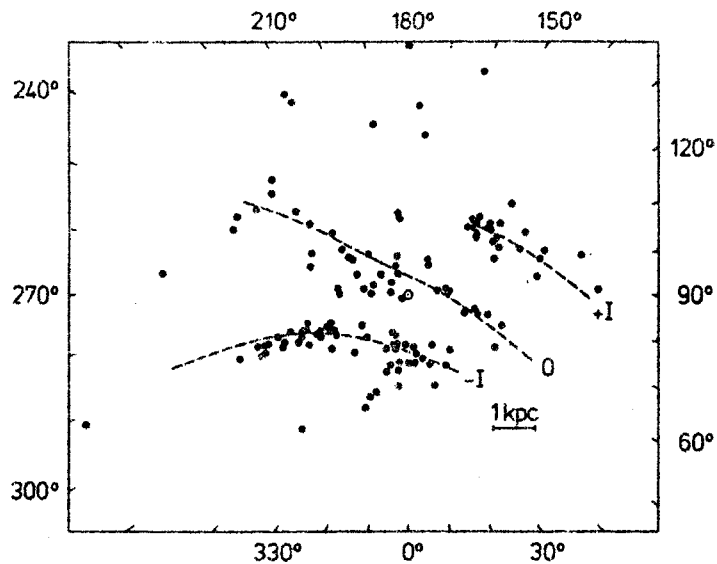


Abb. 2.14: Bruchstücke von Spiralarmen in der Sonnenumgebung. Gezeigt ist die Verteilung junger offener Sternhaufen in der galaktischen Ebene. Die Gradeinteilung am Rand entspricht der galaktischen Länge, 0° ist die Richtung zum galaktischen Zentrum. ☉ gibt die Lage der Sonne an. Die Entfernungsmarke entspricht 1000 pc. (Nach N. Vogt und A. F. J. Moffat)

extragalaktischen Systemen, die wir von außen unter günstigem Blickwinkel sehen, nicht gibt. Die gegenwärtigen Kenntnisse über die Spiralstruktur unseres Milchstraßensystems können deshalb nur als fragmentarisch gelten.

Wie sich im folgenden Kapitel zeigen wird, ist die enge Verflechtung von jungen Sternen und Wolken interstellaren Materials auch durch zahlreiche Einzelfälle belegt. Die jungen Sterne als vor relativ kurzer Zeit entstandene, noch in der Nähe ihres Geburtsortes befindliche Abkömmlinge der sie einhüllenden Wolken zu betrachten, ist deshalb eine Deutung, die sich geradezu aufdrängt. Und es ist auch zu erwarten, daß gegenwärtig noch immer Teile der im interstellaren Raum zerstreuten Materie zu neuen Sternen verdichtet werden. Sie ist offenbar das Reservoir, das die Sternbildung speist. Heute stecken noch etwa 10 Prozent der Gesamtmasse der Galaxis in der interstellaren Materie; der weit überwiegende Teil der Masse ist also bereits in Sternen konzentriert.

Ein ganz anderes Bild zeigen die ältesten Mitglieder des Milchstraßensystems, die kugelförmigen Sternhaufen. Sie sind viel weniger stark zur galaktischen Ebene konzentriert. Kugelförmige Sternhaufen, etwa 130 Objekte dieser Art sind bekannt, werden auch weit außerhalb der Milch-

2. Fortsetzung Gastvortrag: Sterngenerationen und galaktische Geschichte

straße beobachtet. Ihre Häufigkeit ist am größten in der Nähe des galaktischen Zentrums und nimmt von dort nach allen Richtungen in etwa der gleichen Weise ab. Auch ihr Bewegungszustand ist völlig anders als der der Sterne geringen Alters. Während diese auf nahezu kreisförmigen Bahnen in der Hauptebene das galaktische Zentrum umlaufen, nehmen die Kugelhaufen an der Rotation des Systems kaum teil. Ihre Bahnen sind teilweise stark gegen die Milchstraßenebene geneigt, diese durchstoßend, und können langgestreckte Ellipsen sein, in deren einem Brennpunkt das galaktische Massenzentrum zu denken ist.

Der amerikanische Astronom Harlow Shapley erkannte um 1920 aufgrund seiner Arbeiten an der Mt. Wilson Sternwarte, daß an der so andersartigen räumlichen Verteilung der ältesten Sternpopulation die wahren Umrisse des Milchstraßensystems abzulesen sind, für die damalige Milchstraßenforschung eine Einsicht von umstürzendem Charakter. Shapley war darauf aus, die Entfernungen der kugelförmigen Sternhaufen zu bestimmen, und hatte dabei, ohne es zu wissen, das Glück, daß seine Objekte von der interstellaren Lichtschwächung kaum behelligt werden, da sie teilweise weit außerhalb der galaktischen Ebene stehen. Eine von Shapley favorisierte Methode waren Helligkeitsmessungen an periodischen Veränderlichen. Die Qualität der so abgeleiteten Distanzen hängt natürlich in erster Linie davon ab, wie gut die Absolutheiligkeiten der beobachteten Objekte bekannt sind und Shapley verwandte deshalb große Mühe darauf, letztere zuverlässig zu ermitteln. Das war und ist nicht allein für die Milchstraßenastronomie von großer Bedeutung, auch im extragalaktischen Raum sind Veränderliche Sterne wichtige Entfernungsmarken.

Die neueren Versuche, die Distanz des galaktischen Zentrums zu bestimmen, stützen sich vor allem auf Beobachtungen von Veränderlichen des Typs RR Lyrae. Der Stern, nach dem diese Klasse ihren Namen hat, steht im Sternbild Leier und zeichnet sich durch einen sehr regelmäßigen Lichtwechsel von 0.57 Tagen Periode aus. Im Maximum ist er mehr als doppelt so hell wie im Minimum. Die Helligkeitsschwankung ist bedingt durch die Pulsation des Sterns, in strengem Rhythmus schwingt sein Durchmesser um eine mittlere Lage hin und her. An diesem typischen Lichtwechsel sind RR Lyrae-Veränderliche relativ leicht zu erkennen, wenn auch ihre Perioden etwas unterschiedlich sein können und von weniger als 0.1 Tagen bis zu 1.2 Tagen reichen. Sie kommen in größerer Zahl in Kugelhaufen vor und stehen im FH-Diagramm in der »Lücke« des Horizontalastes, die deshalb auch oft »Veränderlichenlücke« genannt wird. Es sind also Objekte hohen Alters. Ihre Absolutheiligkeit ist heute relativ gut bekannt, da die nächsten Kugelhaufen bis hinunter zu den Sternen der Hauptreihe photometriert und durch »Aufschieben« in die absolute Helligkeitsskala eingeordnet werden können. Wie auch aus Abbildung 2.12 hervorgeht, sind RR Lyrae-Sterne absolut fast hundertmal heller als die Sonne und deshalb noch in relativ großer Entfernung zu beobachten.

Aber nicht nur in Kugelhaufen sind sie zu finden, sie kommen auch im »Feld« außerhalb und zwischen den Haufen vor. Diese alleinstehenden RR Lyrae-Veränderlichen sind es, mit denen sich heute das galaktische Zentrum am besten lokalisieren läßt. Ähnlich wie die Kugelhaufen trifft

3. Fortsetzung Gastvortrag: Sterngenerationen und galaktische Geschichte

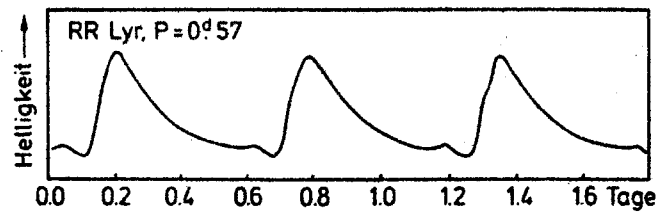


Abb. 2.15: Lichtkurve des pulsierenden Veränderlichen RR Lyrae. Periode des Lichtwechsels 0.57 Tage. Im Maximum ist der Stern 2.5mal so hell wie im Minimum. Die Absoluthelligkeit der RR Lyrae-Veränderlichen liegt bei $M_V = 0.0$ (vgl. Abb. 2.12).

man sie innerhalb einer Sphäre um die galaktische Scheibe an, innerhalb eines kugelförmigen Volumens, dessen Mittelpunkt mit dem galaktischen Kern zusammenfällt und dessen Durchmesser etwa dem des Milchstraßensystems entspricht. Diesen die Scheibe überwölbenden Raum nennt man auch den galaktischen Halo. Als typische Haloobjekte sind die RR Lyrae-Sterne ebenfalls vor allem um den galaktischen Kern versammelt. Das zeigt sich schon daran, daß sie in der Nähe des Sternbilds Schütze, der Richtung zum Zentrum, häufiger sind als in anderen Himmelsgegenden. In solchen Feldern, die etwas außerhalb der galaktischen Ebene liegen müssen, damit die interstellare Absorption nicht zu sehr stört, zeigen die Sternzahlen innerhalb eines schmalen Intervalls der scheinbaren Helligkeit ein ausgeprägtes Maximum; hellere wie schwächere RR Lyrae-Sterne fallen dagegen deutlich ab. Diese Häufigkeitsspitze markiert die dichtesten Teile der zentralen Konzentration und gleichzeitig, da es sich um Objekte einheitlicher Absoluthelligkeit handelt, die dazugehörige Entfernung. An der entsprechenden Stelle tangiert die Sichtlinie den Kern des Milchstraßensystems.

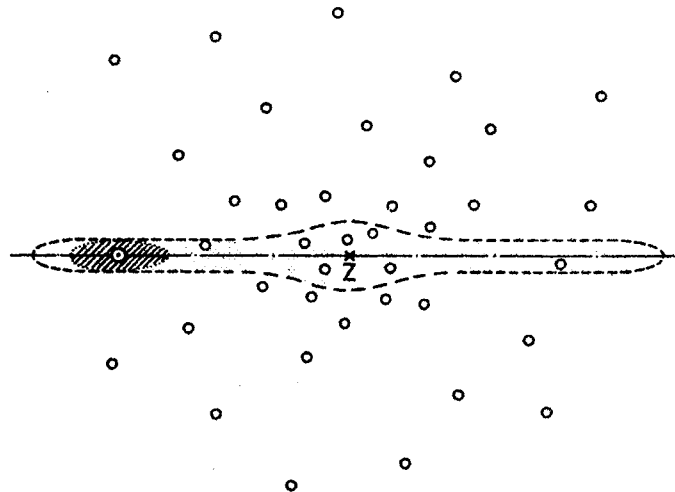


Abb. 2.16: Schematische Darstellung des Milchstraßensystems. Schnitt senkrecht zur galaktischen Ebene durch das Zentrum Z und die Sonne. Begrenzung der galaktischen Scheibe gestrichelt, Kreise repräsentieren die Kugelhaufen im Halo. Die frühen Untersuchungen erfaßten etwa den schraffierten Bereich um die Sonne.

4. Fortsetzung Gastvortrag: Sterngenerationen und galaktische Geschichte

Die umfangreichste Untersuchung dieser Art, sie beruht auf Messungen an Hunderten von RR Lyrae-Veränderlichen, ist 1975 von holländischen Astronomen publiziert worden und kommt für die Entfernung des galaktischen Zentrums von der Sonne auf den schon an früherer Stelle genannten Wert von 9000 pc oder etwa 30000 Lichtjahre. Für das Zentrum des Systems der Kugelhaufen, das nicht ganz so gut zu fassen ist, findet sich eine Distanz, die innerhalb ihrer Fehlergrenzen damit übereinstimmt. Die für unsere Kenntnisse über die eigene Galaxis so fundamentale Größe dürfte auf ± 1000 pc sicher sein. Mit diesem Resultat ist auch quantitativ belegt, daß wir uns mit Sonne und Erde weit außerhalb der galaktischen Kernpartien befinden. Andererseits, und auch das ist nicht zu bezweifeln, ist hier der Rand des Milchstraßensystems noch lange nicht erreicht.

Eine weitere Besonderheit der alten Sterne, neben der haloartigen Verteilung über der galaktischen Scheibe und dem ungeordneten Bewegungszustand, folgt aus den spektroskopischen Analysen ihrer chemischen Zusammensetzung: Im Vergleich zu jungen Objekten sind bei ihnen die schwereren Elemente ab dem Kohlenstoff weniger häufig. Bereits bei einer »normalen« Zusammensetzung entfällt, wie erwähnt, nur ein kleiner Bruchteil auf die Elemente jenseits des Heliums. Bei der Halopopulation, die man deshalb auch als metallarm bezeichnet, ist dieser Anteil nochmals zehn- bis hundertfach kleiner. Die relativen Häufigkeiten der einzelnen Elemente jedoch sind auffallenderweise ganz ähnlich wie bei den metallreicheren Sternen: Magnesium und Eisen zum Beispiel sind stets etwa gleichläufig und verglichen mit Kohlenstoff etwa zehnmal seltener (in Atomzahlen), insgesamt jedoch liegen die schwereren Elemente bei den alten Sternen auf einem deutlich niedrigeren Niveau. Das ist ein wichtiger Befund, der so zu interpretieren ist, daß die neuen Sterne aus einer Materiemischung entstehen, die gegenüber früher in den schweren Elementen angereichert ist. Es muß also Prozesse geben, die langfristig dem interstellaren Medium schwere Atome zufügen und ihren Anteil gegenüber Wasserstoff und Helium steigern. Wie das zu verstehen ist, wird an späterer Stelle erläutert werden (siehe Kapitel 6). Die altersabhängigen Unterschiede im Metallgehalt bringen eine Komplikation mit sich, die hier nur angedeutet werden kann: Da der stellare Zustand von der chemischen Zusammensetzung abhängt, liegen sonst gleiche Sterne im HR-Diagramm an etwas verschiedenen Stellen, je nach dem Anteil der schwereren Elemente. Das muß berücksichtigt werden, wenn photometrische Entfernungen und absolute Helligkeiten, wie geschildert, durch Aufschieben der Hauptreihen abgeleitet werden. Hat man es mit Objekten stark unterschiedlichen Alters zu tun, dann kommen also noch Korrekturen ins Spiel, die im Vorausgegangen unterschlagen wurden.

Der Begriff der Sternpopulationen geht auf Walter Baade zurück, der 1931 die Hamburger Sternwarte verlassen hatte, um am kalifornischen Mt. Wilson Observatorium arbeiten zu können. Aufgrund seiner vor allem mit dem 100-Zoll-Teleskop ausgeführten Untersuchungen des Andromedanebels, der uns am nächsten stehenden Spiralgalaxie, hat er in den vierziger Jahren erkannt, daß die Sterne der dortigen Kernregion ein ganz anderes FH-Diagramm zeigen als die der Spiralarms. Daß seine beiden Populationen I und II (I Spiralarms-, II Halosterne) die beiden äußersten Enden einer Generationskette sind, ist erst wesentlich später durch die geschilderte Erforschung der Sternentwicklung klar geworden, an der Baade mit seinen Beobachtungen ebenfalls maßgeblich beteiligt war.

5. Fortsetzung Gastvortrag: Sterngenerationen und galaktische Geschichte

Zwischen den ins Auge springenden unterschiedlichen Eigenarten der Haloobjekte und der jüngsten Generation in der galaktischen Ebene gibt es, wie man heute weiß, fließende Übergänge. Weniger alte Sterne finden sich in stärker abgeplatteter Anordnung näher bei der galaktischen Scheibe, ihre Bewegung ist kreisbahnähnlicher, ihr Metallgehalt höher. Das Alter erweist sich als eine Größe, die anderen wichtigen Eigenschaften der Generationenfolge ihren Stempel aufdrückt und uns damit Einblicke in die galaktische Evolution eröffnet.

Ursprünglich, vor mehr als 10 Milliarden Jahren, dürfte unsere Galaxis eine annähernd kugelförmige, im wesentlichen aus Wasserstoff und Helium bestehende Gaswolke gewesen sein, die von ungeordneten turbulenten Bewegungen durchsetzt war und sich unter dem Einfluß der eigenen Schwerkraft zusammenzog. Die erste in diesem großen Gaskomplex entstandene Sterngeneration spiegelt in ihrer räumlichen Verteilung, ihren Bewegungen und ihrer stofflichen Zusammensetzung allem Anschein nach diesen Urzustand.

In der weiteren Entwicklung muß die galaktische Wolke als Folge einer vermutlich von Anfang an vorhandenen oder sich allmählich herauschälenden Rotation des Ganzen und ihrer Schwere längs der Drehachse auf die heute ausgezeichnete Ebene zusammengesackt sein. Die steigende Konzentration des Gases löste eine Lawine neu entstehender Sterne aus, in denen ein schnell wachsender Anteil der vorhandenen Materie gefangen wurde, und dämpfte das chaotische Durcheinander. So trat die mit Sternen übersäte galaktische Scheibe in Erscheinung. Übrig blieb schließlich die stark geschrumpfte Schicht des diffusen Gas-Staub-Gemenges in der Hauptebene des Systems. Dort wächst die heutige Sterngeneration heran.

Univ.-Prof. Dr. Hans Elsässer
Direktor des MPI Heidelberg
Königstuhl
D-6900 Heidelberg 1



17.5.1990

Gastvortrag:

DIE DYNAMIK UNSERES MILCHSTRASSENSYSTEMS

Unter diesem Titel sei eine Betrachtung der Kräfte verstanden, die die beobachteten Bewegungen in unserer Galaxis verursachen. In erster Linie sind es dabei die Gravitationskräfte der in der Milchstraße enthaltenen Massen. Ihre Größe und Verteilung ist durch einen faszinierenden Erkenntnisprozeß ermittelt worden, den wir im folgenden Abschnitt darstellen.

DAS HISTORISCHE WACHSTUM UNSERER GALAXIS

Es ist *Galileo Galilei* zu verdanken, daß die physikalische Realität der Milchstraße als System unzähliger Sterne im Jahre 1610 mithilfe seines Fernrohres erkannt und so die bis dahin vorhandene Vorstellung von einer himmlischen Flüssigkeit abgelöst wurde (in der griechischen Mythologie die vom kleinen Herakles verspritzte Milch der Hera - siehe das Gemälde von Rubens im Madrider Prado - oder in der chinesischen Legende der Silberfluß, der den irdischen Ochsenmann von seiner himmlischen Weberin trennt).

150 Jahre später beschrieb *Immanuel Kant* die Milchstraße als Scheibe, in der die Sonne eingebettet sei, weshalb man die nahen, daher hellen Sterne gleichmäßig am Himmel verteilt sehe, die fernen und schwachen sich aber in einem Band anordneten.

Sternzählungen zur Vermessung des Sternsystems

Der Beginn der quantitativen Untersuchung der Ausmaße unserer Sternsystems ist mit *Wilhelm Herschel* Ende des 18. Jahrhunderts anzusetzen. Der nach England ausgewanderte Hannoveraner bestimmte die Form unserer Galaxis durch die Technik der *Sternzählung*, wobei er gleiche absolute Helligkeit für alle Sterne annahm. Aus der geometrischen Lichtschwächung mit dem Quadrat der Entfernung und seinen Sternzahlen in aufeinanderfolgenden Größenklassenintervallen, die er für 700 Himmelsregionen bestimmte, schloß Herschel, daß die Sonne nahe dem Zentrum eines flachen elliptischen Sternsystems liege, dessen Ausdehnung in der galaktischen Ebene fünfmal so groß sei wie senkrecht dazu.

Diese relative Größe unseres Sternsystems erhielt ab 1837, als *Friedrich Wilhelm Bessel* die erste Fixsternparallaxe veröffentlichte, die Möglichkeit der Umwandlung

Bild 1

1. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

in absolute Dimensionen. Dies erfolgte auf breiter Basis aber erst zu Beginn des 20. Jahrhunderts durch *Hugo von Seeliger*, *Jacobus C. Kapteyn* und *Piet J. van Rhijn*, die sich auf die mittlerweile etablierte fotografische Technik stützten. Damit konnten sowohl schwächere Sterne in den Zählungen erfaßt als auch Eigenbewegungen und damit mittlere Entfernungen für Sterne verschiedener scheinbarer Helligkeit bestimmt werden.

Das Kapteynsche Universum - staubfrei

Wie Herschel rechnete man aber nur mit einer geometrischen Lichtschwächung - die zusätzliche Absorption durch interstellaren Staub war noch unbekannt - und erhielt dieselben relativen Ausmaße wie Herschel. Der nunmehr bekannte Maßstab für die Entfernungen führte zum Modell des sogenannten *Kapteynschen Universums* mit folgenden Charakteristiken:

Bild 2

Die Sonne liegt ein wenig außerhalb der galaktischen Ebene, 650 pc vom Zentrum des Sternsystems entfernt. Die Dichte fällt auf den halben Wert vom Zentrum weg in einer Entfernung von 800 pc in der Ebene und in 150 pc in Richtung zum galaktischen Pol. In 2800 pc bzw. 550 pc beträgt die Sterndichte dann nur mehr 10% des zentralen Wertes.

Kapteyn war sich durchaus bewußt, daß dieses Resultat stark *heliocentrische* Züge trägt (warum sollten wir praktisch im Mittelpunkt des Universums leben?) und es auch dadurch zustande kommen könnte, daß das Sternenlicht ein absorbierendes interstellares Medium passieren müßte. Wenn diese Schwächung des Lichtes als Entfernungseffekt interpretiert würde, fiel die Sterndichte in allen Richtungen von der Sonne weg ab und würde so ein lokales Sternsystem um die Sonne herum vortäuschen. Trotz mehrjähriger Untersuchung gelang es ihm aber nicht, die Existenz eines solchen interstellaren Mediums nachzuweisen, und so blieb er bei seinem ursprünglichen Ergebnis.

Shapley vergrößert die Galaxis durch die Kugelhaufen

Ernsthaft in Frage gestellt wurde das Modell des Kapteynschen Universums durch *Harlow Shapley*, der zwischen 1915 und 1919 die Ergebnisse seiner Studien über *Kugelhaufen* aufgrund von Beobachtungen am Mt. Wilson Observatorium veröffentlichte. Mithilfe der von *Henrietta Leavitt* bestimmten *Periode-Leuchtkraft-Beziehung* für Cepheiden erhielt er die räumliche Verteilung dieser sternreichen Systeme, die sich keineswegs symmetrisch um das Kapteynsche Universum anordneten, sondern in Richtung Sagittarius konzentriert waren um ein Zentrum, das 15000 pc von der Sonne entfernt lag. Aufgrund der großen Distanzen und der großen Massen der Kugelhaufen schloß Shapley, daß deren Verteilung und nicht das im Durchmesser rund 10 mal kleinere Kapteynsche Universum das eigentliche galaktische System

Bild 3

2. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

absteckt.

Shapley hatte das Glück, daß seine Ergebnisse nur marginal von der interstellaren Absorption beeinflusst waren (wodurch lediglich die Entfernung der Sonne vom galaktischen Zentrum etwas zu groß herauskam). Die Tatsache, daß in der Milchstraßenebene keine Kugelhaufen entdeckt wurden, erklärte er nicht durch die (ihm unbekannt) interstellare Absorption, sondern durch die umständliche Spekulation, dort würden die Kugelhaufen durch starke Gravitationskräfte auseinandergerissen. Da er die Spiralnebel nicht als extragalaktische Sternsysteme ansah, war deren gleichartige Absenz in der galaktischen Ebene kein Anlaß, die Ursache für die dort von ihm festgestellte *zone of avoidance* durch einen anderen Effekt (nämlich durch Absorption) zu interpretieren.

Die Größe unserer Galaxis und die Natur der Spiralnebel waren Gegenstand der berühmten *Großen Debatte* im April 1920 in der amerikanischen Akademie der Wissenschaften zwischen Shapley und *H.D. Curtis*. Beide hatten sowohl richtige, als auch falsche Auffassungen, deren Widersprüche sich durch die von beiden nicht erkannte Wirkung des interstellaren Mediums aufheben lassen. Shapley hatte recht, was die Größe des galaktischen Systems anging, Curtis irrte mit der Annahme des Kapteynschen Universums, erkannte aber die extragalaktische Natur der Spiralnebel, die Shapley wiederum leugnete, unter anderem wegen der von *Adrian van Maanen* beobachteten Rotations-Eigenbewegung von Spiralnebeln. Erst 1935 konnte *Edwin Hubble* durch Eigenbewegungsmessungen mit denselben Ausgangsplatten wie van Maanen, aber längerer Zeitbasis die Nichtrealität der Rotationsresultate von van Maanen nachweisen.

Das Lindblad-Modell der Galaxis

Schon fast zehn Jahre vorher war aber die Frage nach der Natur unseres Milchstraßensystems durch *kinematische und dynamische* Untersuchungen gelöst worden. 1926 entwickelte *Bertil Lindblad* ein mathematisches Modell für die Rotation der Milchstraße um eine Achse durch das von Shapley gefundene Zentrum. Dieses Modell enthält eine Reihe von Untersystemen, die mit jeweils einer anderen charakteristischen Geschwindigkeit, Abplattungsgrad und inneren Geschwindigkeitsstreuung rotieren. Der Zusammenhang zwischen diesen drei Parametern ist folgender: je schneller die Rotation, desto flacher ist das Subsystem und desto geringer ist die Geschwindigkeitsstreuung seiner Sterne (d.h. ihre Abweichung von der Kreisbahnbewegung um das galaktische Zentrum).

Lindblad berechnete, daß die im Kapteynschen Universum enthaltenen Sternmassen und damit die von ihnen ausgeübten Gravitationskräfte bei weitem nicht in der Lage sind, die Kugelhaufen (und RR Lyrae Sterne), die eine Relativgeschwindigkeit von 250 km/s gegenüber der Sonne haben, dynamisch zu binden.

3. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Wenn man von der unwahrscheinlichen Erklärung einer dauernden Nächststehung der Kugelhaufen absieht (um die entwichenen zu ersetzen), dann kann nur der Schluß gelten, daß unsere Galaxis viel größer und massereicher ist als das Kapteynsche Modell.

Lindblad war es auch, der dem System der Kugelhaufen eine verschwindende Gesamtrotation gegenüber dem Milchstraßensystem zuschrieb, weswegen sich die Sonne und alle ihr gegenüber langsamen Sterne der Sonnenumgebung mit rund 200 bis 300 km/s um das galaktische Zentrum auf nahezu kreisförmigen Bahnen bewegen müssen (die typische Abweichung beträgt nur ca. 10% von dieser Kreisbahngeschwindigkeit).

Oorts Untersuchungen der galaktischen Rotation

Jan H. Oort führte 1927 und 1928 Lindblads Ideen weiter und zeigte, daß sich die *Schnellläufer-Sterne* zwanglos im Lindblad-Modell als insgesamt langsam um das galaktische Zentrum rotierende Sterngruppe erklären lassen, die sich auf stark exzentrischen, fast radialen Bahnen bewegen.

Bild 4

Oort berechnete einen Schätzwert für die *Gesamtmasse der Galaxis* aus der Beobachtung, daß sich in Richtung der galaktischen Rotation kein Stern schneller als 63 km/s bewegt. Addiert man zu diesem Wert die galaktische Rotationsgeschwindigkeit am Ort der Sonne (z.B. 250 km/s) und interpretiert dies als Entweichgeschwindigkeit (=Kreisbahngeschwindigkeit mal Wurzel aus 2), so erhält man aus der Kreisbahnbedingung Gravitationskraft = Zentrifugalkraft den Wert für die innerhalb der Sonnenbahn befindlichen Masse der Galaxis. Oorts Massenwert war wesentlich größer als der für das Kapteynsche Modell und vergleichbar mit dem von Shapley und Lindblad vorgeschlagenen System. Oort entwickelte aufgrund von Beobachtungen die Theorie der *differentiellen galaktischen Rotation*, welche die Abnahme der Winkelgeschwindigkeit vom Zentrum der Galaxis nach außen beschreibt.

Trümpfers Nachweis des interstellaren Mediums

Den Endpunkt des sehr zögernden Prozesses der Anerkennung eines allgemeinen interstellaren Mediums (Hinweise auf isolierte Phänomene desselben gab es schon seit geraumer Zeit) setzte die Arbeit von *Robert J. Trümpler* aus dem Jahre 1930 über *offene Sternhaufen*. Ähnlich wie beim Kapteynschen Universum ergab sich auch hier eine "vorkopernikanische" Situation, weil aus den Hertzsprung-Russell-Diagrammen (bei Anpassung ohne Berücksichtigung der interstellaren Absorption) Entfernungen resultierten, die mit den Winkeldurchmessern der Haufen multipliziert zu linearen *Haufendurchmessern* führten, welche von der Sonne nach allen Richtungen hin *mit der Entfernung anwachsen*. Trümpler fand, daß eine allgemeine Absorption von 0.7 mag pro Kiloparsek die Sternhaufenentfernungen so korrigiert, daß dieses unwahrscheinliche, weil heliozentrische Bild verschwindet. Gleichzeitig konnte er zur

4. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Bestätigung die *Zunahme der Verfärbung mit der Entfernung* nachweisen, was vor ihm von Kapteyn vergeblich versucht worden war. Damit war die letzte Stütze des Kapteynschen Modells (d.h. die Dichteverteilung) gefallen.

Baade entdeckt zwei verschiedene Sternpopulationen

Walter Baade fand durch seine Beobachtungen naher Galaxien 1944 die Existenz zweier stark unterschiedlicher Sternpopulationen. Die Fortschritte in der Berechnung von Sternmodellen und der Beobachtungstechnik (Photomultiplier) nach dem Zweiten Weltkrieg erlaubten eine physikalische Interpretation der Farb-Helligkeits-Diagramme von Sternhaufen und damit auch die Zuweisung von Alterswerten. Dadurch wurde die Population der Sterne in Kugelhaufen als sehr alt erkannt, vergleichbar dem Alter des Universum, während die Population der Sterne in offenen Sternhaufen einen großen Altersbereich von extrem jungen bis zu Milliarden Jahren alten Sternen überdeckt.

Die 21cm-Wasserstofflinie kartographiert die galaktische Rotation

Ein besonderer Zuwachs der Erkenntnis über die Dynamik der Galaxis ergab sich mithilfe der Radioastronomie. Nachdem *H.C. van de Hulst* 1944 die Existenz der 21cm-Linienstrahlung von Wasserstoff im interstellaren Medium vorausgesagt hatte, gelang 1951 Forschergruppen in den USA, Australien und den Niederlanden deren Nachweis. Damit wurde in den darauf folgenden 15 Jahren aus der Dopplerverschiebung ihrer Linienprofile die Geschwindigkeit des Wasserstoffs um das galaktische Zentrum in Abhängigkeit von der Entfernung zu diesem bestimmt. Dies gelingt über die maximalen, also Tangentialgeschwindigkeiten innerhalb der galaktischen Bahn der Sonne. Der so erhaltene Geschwindigkeitsverlauf wird *Rotationskurve* genannt.

Das Schmidt-Modell der galaktischen Massenverteilung

Mit den damals besten optischen und radioastronomischen Daten für die galaktische Rotationskurve berechnete *Maarten Schmidt* 1965 ein Massenmodell unseres Milchstraßensystems, das im wesentlichen aus einer sphäroidischen Dichteverteilung mit

$$\rho = 3930/R - 0.02489R \text{ - für den gal. Innenbereich}$$

und

$$\rho = 1449.2R^{-4} \text{ - außerhalb des Sonnenkreises}$$

Bild 5

5. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik des Milchstraßensystems

besteht. Die Massendichte ρ ist hier in Sonnenmassen pro Kubikparsek und die galaktozentrische Entfernung R in Parsek angegeben. Das Schmidtsche Modell stellt gewissermaßen einen Endpunkt der Entwicklung von theoretischen Massenmodellen der Galaxis dar und galt lange Zeit als klassisch.

Ein "Wachstumsschub" in den siebziger Jahren!

Bis zur 16. Generalversammlung der Internationalen Astronomischen Union 1976 in Grenoble hatten sich verschiedene theoretische und aus der Beobachtung stammende Befunde soweit verdichtet, daß dort der Grundstein für unsere *Bigger and Better Galaxy* gelegt wurde, wie sie der 1984 verstorbene berühmte holländisch-amerikanische Astronom *Bart J. Bok* zu nennen pflegte.

Die Notwendigkeit einer Vergrößerung unseres Milchstraßensystems ergab sich durch eine theoretische Studie von *J. Ostriker* und Mitarbeitern aus Princeton, die die *dynamische Instabilität* des bisherigen galaktischen Systems proklamierte. Eine *Korona* mit einem mindestens dreimal so großen Durchmesser und eine sich daraus ergebende Gesamtmasse der Galaxis von 5-10 mal dem alten Wert von 200 Milliarden Sonnenmassen würde verhindern, daß sie dynamisch in Stücke geht.

Der andere dynamische Hinweis auf die neue galaktische Dimension kam in Grenoble von *J. Einasto* aus Tartu (Estland). Die galaktische Rotationsgeschwindigkeit am Ort der Sonne (220 km/s) zeigt gegenüber der Annäherungsgeschwindigkeit der Andromedagalaxie M 31 (-300 km/s), die ungefähr in Richtung der galaktischen Sonnenbahn liegt, eine zu große Differenz. Wenn Andromeda und Milchstraße, die (ge)wichtigsten Mitglieder der "Lokalen Gruppe" von Galaxien, sich in einem dynamisch stabilen System befinden sollen, so kann eine Relativgeschwindigkeit der beiden von rund 80 km/s nur auftreten, wenn unsere Galaxis eine Gesamtmasse von 2 Billionen Sonnenmassen besitzt. Nach Einasto wäre ihr Radius von der Größenordnung 100 Kiloparsek.

Der Vergleich mit Beobachtungen in anderen Galaxien unterstrich den Hinweis auf eine größeres Milchstraßensystem:

Erstens fanden Radioastronomen in den USA und Niederlanden, daß sich das Wasserstoffgas weit über den Bereich der optischen Spiralstruktur hinaus erstreckt, zweitens erhielt *Vera C. Rubin* und Mitarbeiter von der Carnegie Institution optische Rotationskurven für Spiralgalaxien bis zu großen Entfernungen von deren Zentrum (durch Messung der Dopplerverschiebung der $H\alpha$ -Emissionslinien von HII-Regionen), die in Übereinstimmung mit den Radioergebnissen nicht annähernd "keplerisch" (d.h. nach dem 3. Kepler-Gesetz) verlaufen, sondern in den Außenbereichen ungefähr konstant sind, also das Phänomen der *flachen Rotationskurve* zeigen.

Schließlich gelang es auch in unserer eigenen Galaxis, die Bewegungen in größeren

6. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Entfernungen vom Zentrum zu beobachten. Während eine lokale Störung des Geschwindigkeitsfeldes in der Nähe der Sonne einen keplerschen Verlauf der Rotationskurve lange Zeit vorgetäuscht hatte - *J. Hron* zeigte dies in seiner Dissertation an der Universität Wien im Jahre 1984 - ergaben Messungen kanadischer (*M.P. Fitzgerald et al.*) und amerikanischer (*L. Blitz et al.*) Astronomen nicht nur eine flache, sondern sogar eine auf 300 km/s ansteigende Rotationskurve in 20 Kiloparsek Entfernung vom galaktischen Zentrum!

Bild 7

Kurz darauf kam noch eine Untermauerung dieser Bewegungsbefunde. Aus den Radialgeschwindigkeiten von 11 Kugelhaufen in galaktozentrischen Entfernungen von bis zu 60 Kiloparsek schlossen *F.D.A. Hartwick* (Victoria) und *W. Sargent* (CALTEC), daß die Masse unserer Galaxis 800 Milliarden Sonnenmassen betragen müßte, wenn diese Haufen gravitativ an sie gebunden sind. Ein halbes Dutzend Zwerggalaxien, für die dasselbe gelten soll, bringt die galaktische Gesamtmasse auf 2 Billionen Sonnenmassen und den Radius auf 100 Kiloparsek.

Seit der zweiten Hälfte der siebziger Jahre beschäftigt die Astronomen die Frage nach dem Wesen der Materie der galaktischen Korona, die die sichtbare Materie um rund das Zehnfache an Masse übersteigt. Sie ist Gegenstand zahlreicher Spekulationen, von der Vermutung riesiger Mengen ausgebrannter Sterne (vielleicht sogar Schwarzer Löcher) bis zu schweren Neutrinos, die massenweise in den Frühphasen des Universums bzw. unserer Galaxis entstanden. Die Situation ist vergleichbar mit der Unsicherheit über das Wesen unserer Milchstraße zur Zeit der Großen Debatte vor 70 Jahren.

An dieser Stelle wollen wir unseren historischen Überblick beenden und uns einigen wichtigen Themen widmen, die mit der galaktischen Dynamik in Zusammenhang stehen.

DIE KONSTANTEN DER GALAKTISCHEN ROTATION

*K. Rohlf*s hat in "Sterne und Weltraum" vor etwas mehr als 3 Jahren den aktuellen Stand skizziert, der hier entsprechend gekürzt wiedergegeben sei.

Die Entfernung R_0 der Sonne vom galaktischen Zentrum

Vor fast 30 Jahren wurde von der IAU der sehr einprägsame und praktische Wert $R_0 = 10$ kpc proklamiert, wogegen man zuvor mit 8.2 kpc gerechnet hatte. Eine Reihe von Hinweisen brachte die IAU vor kurzem aber wieder dazu, einen kleineren Wert zu empfehlen, nämlich 8.5 kpc. Eine Reihe von Methoden deutete in diese Richtung:

1. Auf ähnliche Weise wie Shapley, jedoch mit Berücksichtigung der interstellaren

7. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Absorption bestimmte *Harris* 1976 aus einer Dreifarben-Photometrie den Schwerpunkt der *Verteilung der Kugelhaufen* und berechnete daraus $R_o = 8.5$ kpc mit einer Unsicherheit von 1.6 kpc. *Frenk und White* erhielten aber mit anderen Ansätzen aus dem gleichen Material 5.6 bzw. 8.6 kpc und gaben als besten Schätzwert $R_o = 6.8 \pm 0.8$ kpc an. Schon daraus wird ersichtlich, daß Kugelhaufen kein Weg zu präzisen R_o -Werten sind.

2. Die Verteilung der RR-Lyrae-Sterne im *Baade'schen Fenster* ($l = 1.0^\circ$, $b = -3.9^\circ$) zeigt ein deutliches Maximum bei etwa 9 kpc. Aus ähnlichen Fenstern, also Gebieten mit sehr geringer interstellarer Absorption, fanden 1975 *Oort und Plaut* einen besten Wert $R_o = 8.7$ kpc, dessen Unsicherheit von 0.6 kpc hauptsächlich auf der Genauigkeit der absoluten Helligkeit der RR-Lyrae-Sternen beruht. *Blanco und Blanco* diskutieren 1985 die alten Messungen nochmals, wobei sie die Unsicherheit in der interstellaren Absorption und in der photometrischen Skala betonen, was sie schließlich zur Empfehlung:

$$R_o = 7.3 \pm 0.5 \text{ kpc}$$

führt. Versuche mit Mira-Variablen im Infraroten ($R_o = 8.3$ kpc) sind zwar von der interstellaren Materie kaum beeinflusst, bei ihnen schlägt aber die Unsicherheit in der absoluten Größe zu Buche.

3. Die Untersuchung der Geschwindigkeiten von Objekten der Scheibenpopulation in der Nähe des *Sonnenkreises*, d.h. mit $R \approx R_o$ führt zu einem *kinematischen Wert* für R_o . Hätte man eine genügend große Zahl von leuchtkräftigen Objekten, d.h. nicht nur aus der unmittelbaren Umgebung der Sonne, welche gegenüber dem *Lokalen Ruhestandard*, also den sonnennahen Sternen, keine Radialgeschwindigkeit besitzen, so könnte man bei Kenntnis ihrer Entfernungen den Kreisbogen abstecken und damit den galaktischen Kreis und R_o erhalten, auf dem die Sonne um das galaktische Zentrum orbitiert.

In der Realität kann man aber nicht auf Objekte verzichten, die in wenn auch nur geringer Entfernung vom Sonnenkreis liegen, wobei ein Ansatz über die galaktischen Bewegungsverhältnisse in der Nähe von R_o zu machen ist, der über ein Intervall von einigen Kiloparsek ohne weiteres linear sein kann. Dabei geht die Oortsche Konstante A ein, die ein Maß für die Änderung der galaktischen Rotation am Ort der Sonne ist:

$$A = -(d\Omega/dR)_o R_o/2$$

wobei Ω die Winkelgeschwindigkeit der galaktischen Rotation bezeichnet. Aus der Näherungsbeziehung:

$$v_r = 2AR_o(R_o/R - 1)\sin l$$

Bild 8

Bild 9

8. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

bestimmten *Rohlf's et al.* 1986 unter Verwendung von 85 Objekten (junge HII-Gebiete mit ihren anregenden Sternen) durch eine nichtlineare Ausgleichung:

$$R_o = 7.9 \pm 0.7 \text{ kpc}, A_o = 17.6 \pm 1.3 \text{ km/s/kpc}$$

was in guter Übereinstimmung mit den rein photometrischen Werten von R_o unterstreicht, daß diese Konstante bei 8 kpc oder weniger liegen wird.

Die Kreisbahngeschwindigkeit Θ_o der Sonne

Diese Größe versteht sich unter Abzug der sogenannten Pekuliargeschwindigkeit der Sonne, auch Apexbewegung genannt. Anders ausgedrückt ist Θ_o die lineare Rotationsgeschwindigkeit der Sterne in der Sonnenumgebung, wobei deren Auswahl zu leicht unterschiedlichen Werten der Apexbewegung (auch: Sonnenbewegung) führt. Für die meisten Untersuchungen wird gegenwärtig die "Standardsonnenbewegung" verwendet: die Sonne bewegt sich mit 20 km/s in die Richtung R.A.=18h, Dec.=30° (Epoche 1900). Zieht man die Standardsonnenbewegung von den Geschwindigkeitsmessungen ab, so hat man sie definitionsgemäß auf den LSR (*local standard of rest*, Lokaler Ruhestandard) bezogen.

Θ_o ist daher die Rotationsgeschwindigkeit des LSR um das galaktische Zentrum. Sie ist wichtig für ein dynamisches Modell der Milchstraße, denn sie bestimmt die Zentrifugalbeschleunigung und damit bei stationären Verhältnissen die ihr entgegengerichtete Gravitationsbeschleunigung, somit die Masse innerhalb von R_o .

Die Bestimmung von Θ_o gestaltet sich schwierig. Prinzipiell ist die Winkelgeschwindigkeit $\Omega_o = \Theta_o/R_o$ direkt meßbar, nur ist der Effekt so klein, daß man das System der Eigenbewegungen wesentlich verbessern müßte. Eine Hoffnung dazu ist (war?) der Astrometriesatellit HIPPARCOS.

Eine weitere Möglichkeit besteht in der Messung der Rotation gegenüber praktisch nichtrotierenden galaktischen Untersystemen. Aus der Stelldynamik folgt, daß Objekte mit stark exzentrischen Bahnen um das Zentrum als Gruppe eine verschwindende Gesamtrotation besitzen. Aus dieser Tatsache bestimmte *Woltjer* 1975 $\Theta_o = 200 - 225 \text{ km/s}$ aus der Bewegung von Kugelhaufen, was in der Folge von anderen Autoren bestätigt wurde. Die Frage nach der kleinen Nettrotation des Systems der Kugelhaufen ist aber noch zu lösen.

Ein Weg zu Θ_o führt auch über die Bestimmung der beiden *Oortschen Konstanten* A und B , weil definitionsgemäß ihre Differenz $A - B = \Omega_o$ ist, also gleich der Winkelgeschwindigkeit des LSR.

Einerseits kann man hoffen, daß eine direkte Bestimmung vor allem von B durch HIPPARCOS, nebst einer Verbesserung von A zu einem neuen, besseren Wert von Ω_o , somit auch von Θ_o führen wird.

9. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Andererseits gibt es aus der Theorie der Stelldynamik einen Zusammenhang von A und B mit den *Streuungen der Geschwindigkeitskomponenten* in Richtung zum galaktischen Zentrum σ_{π}^2 und in Richtung der galaktischen Rotation σ_{Θ}^2 :

$$\sigma_{\pi}^2/\sigma_{\Theta}^2 = 1 - A/B$$

Am Rande sei hier bemerkt, daß *Karl Schwarzschild* die Verteilungsfunktion der pekuliären Geschwindigkeitsabweichungen von Sternen von den Mittelwerten ihrer Gruppen im Jahre 1907 durch konzentrische dreiaxige Ellipsoide darstellen konnte, deren Hauptachsen in den bereits erwähnten Richtungen und in Richtung senkrecht zur galaktischen Ebene lagen.

Da in der vorstehenden Formel aus Radialgeschwindigkeiten alle Größen bis auf B bestimmt werden können, läßt sich letzteres daraus berechnen, was dann wiederum zur Bestimmung von Θ_0 führt. Diese Formel gilt aber streng genommen nur für ein dynamisch relaxiertes System, d.h. es müssen systematische Bewegungen, wie sie z.B. von der Sternentstehung herrühren, abgeklungen sein. Dies setzt entsprechende *Relaxationszeiten* voraus, etwa 1 Milliarde Jahre. Nur so alte Sterne dürfen daher zur Bestimmung des Streuungsverhältnisses verwendet werden. Rohlfs erhielt so 1986 einen Wert von:

$$\sigma_{\pi}^2/\sigma_{\Theta}^2 = 2.38 \pm 0.20$$

Wichtig anzumerken ist noch, daß das resultierende A/B kein lokaler Wert ist, sondern wegen der aus Altersgründen großen Geschwindigkeitsstreuungen der Sterne ein relativ großer Bereich der Galaxis involviert ist, weswegen bei der Berechnung von B ein eher "globaler" Wert von A einzusetzen ist.

Dabei spielt die *Radioastronomie* eine sehr hilfreiche Rolle, vor allem innerhalb der galaktischen Sonnenbahn, wo die aus z.B. 21cm Linienprofilen gemessene maximale Radialgeschwindigkeit

$$v_{max} = \Theta(R_c) - \Theta_0 \sin l$$

Bild 10

mit $R_c = R_0 \sin l$ bei Kenntnis von Θ_0 direkt zur inneren galaktischen Rotationskurve führt (ausgenommen die allerinnersten Bereiche, wo keine reinen Kreisbahnen vorliegen). Kennt man Θ_0 nicht, so kann man dennoch $A(R)$ mithilfe dieser Gleichung berechnen, weil Θ_0 dabei herausfällt. Über den Bereich von 3.5 bis 7.5 kpc gemittelt ergibt sich ein mittleres $A = 13.5 \pm 1.3$ km/s/kpc, woraus über die Geschwindigkeitsstreuungs-Relation ein mittleres $B = -9.8 \pm 1.7$ km/s/kpc resultiert, was schließlich zu

$$\Theta_0 = 184 \pm 12 \text{ km/s}$$

führt.

10. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Aus den vorangegangenen Überlegungen wird klar, daß die auch heute noch häufig gebrauchten, numerisch sehr handlichen, traditionellen IAU-Werte der galaktischen Rotationskonstanten $\Theta_0 = 250 \text{ km/s}$ und $R_0 = 10 \text{ kpc}$ um etwa 20% zu verringern sind, was die Winkelgeschwindigkeit Ω_0 annähernd unverändert läßt. Das bedeutet eine Verminderung der Masse innerhalb des Sonnenkreises auf ungefähr die Hälfte. Da aber die Rotationskurve der Galaxis weiter draußen sogar noch ansteigt, also stark vom Schmidt-Modell abweicht, wird das ganze Massenmodell der Galaxis in Zukunft zu modifizieren sein, sodaß dieser Faktor keine große Rolle spielen wird.

DIE ENTWICKLUNG DER SCHEIBENKOMPONENTE

Im Szenario der Entwicklung der ganzen Galaxis ist die Entstehung der Scheibe aus dem Gas, das bei der Bildung der Halosterne nicht verbraucht wurde und im folgenden unter Energieabstrahlung in Richtung der Rotationsachse kollabierte, die jüngste Phase. Die dynamische Entwicklung der Scheibe ist aber keineswegs abgeschlossen. Es gibt eine Reihe von Computersimulationen, welche die Ausbildung von Spiral- und Balkenstrukturen untersuchen. Gerade die Frage der Entstehung und Aufrechterhaltung der Spiralstruktur, aber auch von wellenartigen Verwerfungen (Korrugation) der galaktischen Scheibe hat Theoretiker und Beobachter seit über zwanzig Jahren herausgefordert.

Über die *Dichtewellen-Theorie* zur Erklärung persistenter Spiralstruktur, d.h. zur Überwindung des "Aufwicklungsproblems", kann hier nur kurz referiert werden. Sie wurde in den sechziger Jahren von den Amerikanern Lin und Shu in Fortführung der Ideen von Lindblad aus den zwanziger Jahren entwickelt. Der Kerngedanke ist eine spiralförmige Verdichtung in der galaktischen Scheibe, die starr um das galaktische Zentrum rotiert. Die Materie der Scheibe wandert auf zirkularen Bahnen entsprechend der Rotationskurve durch dieses Spiralmuster hindurch. Das mit einer nur geringen Geschwindigkeitsstreuung behaftete interstellare Gas reagiert auf die von der Spirale verursachte Potentialstörung und staut sich, meist schockartig an der Verdichtungslinie, was sogar zum Kollaps einzelner Wolken und damit zur Sternentstehung führen kann. Dann verläßt das Gas zusammen mit den entstehenden Sternen die Potentialrille mit geringfügig veränderten Geschwindigkeitskomponenten, um wieder voll an der galaktischen Rotation teilzunehmen, bis zur nächsten Begegnung mit einem Spiralarm.

Zwei große Fragen drängen sich auf: Durch welchen Mechanismus wurde die Dichtespirale hervorgerufen? Dazu gibt es Erklärungen, die eine Explosion im Kernbereich, die Gravitationswirkung eines Kernbalkens oder auch Gezeitenwirkung bei nahen

Bild 11

11. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

Galaxienbegegnungen heranziehen. Zweitens, wie wird der Energieverlust ersetzt, der durch die Schockphänomene in den Spiralarmlen auftritt, wodurch die Spiralwelle notwendigerweise gedämpft wird?

Beide Fragen harren noch einer befriedigenden Antwort. Eine konkurrierende Theorie zur Erklärung wenn nicht schön ausgeprägter (*grand design*) Spiralen, wie z.B. M51, die immer als Paradebeispiel für die Gültigkeit der Dichtewellentheorie herangezogen wird, so doch zumindest für "spirالية" Strukturen in einer Reihe von Galaxien, die durchgehende Spiralarmlen vermissen lassen, ist die Theorie der *stochastischen, sich selbst ausbreitenden Sternentstehung*, in englischer Abkürzung SSPSF genannt, entwickelt von den Amerikanern *Gerola und Seiden* in den siebziger Jahren. *Feitzinger und Mitarbeiter* von der Universität Bochum haben diese Theorie weiterentwickelt, worüber auch kürzlich in "Sterne und Weltraum" berichtet wurde.

Diese Theorie benützt einerseits genau den Mechanismus, zu dessen Überwindung die Dichtewellentheorie der Spiralstruktur aufgestellt wurde, nämlich die differentielle Rotation der Galaxienscheiben, die jede beliebige räumliche Struktur nach kurzer Zeit zu einem Spiralsegment verformt. Andererseits verwendet sie die Erkenntnis, daß Sternentstehung in einer interstellaren Wolke (Molekülwolke) nicht *coeval* (d.h. gleichzeitig an allen Stellen der Wolke) abläuft, sondern sich vielmehr von einer Startstelle aus "durchfrißt". Die so entstandenen Gebiete können dann relativ ausgedehnte Teile einer "flockulenten" Spiralstruktur bilden.

Es ist durchaus möglich, daß beide Mechanismen für das reiche Spektrum an beobachteten Spiralstrukturen in einem jeweils stärkerem oder schwächerem Maße verantwortlich sind. Für die Wellenstruktur senkrecht zur Scheibe ist die SSPSF eher weniger in Betracht zu ziehen.

Ein wichtiger Beobachtungshinweis für eine dynamische Entwicklung der galaktischen Scheibe ist die Zunahme der Streuung der Geschwindigkeiten von Scheibensystemen mit größerem Alter. Damit verbunden ist die mit dem Alter abnehmende Konzentration dieser Sterne zur galaktischen Ebene. Die Form der Abhängigkeit der Geschwindigkeitsdispersion vom Alter, d.h. stärkerer Anstieg in der Nähe der Gegenwart, deutet darauf hin, daß dies nicht auf ein Abklingen der Turbulenz des interstellaren Gases im Laufe der Scheibenentwicklung zurückzuführen sein kann, denn dies müßte eher zu Beginn rascher erfolgen als zur Jetztzeit. *Spitzer und Schwarzschild* haben daher bereits 1951 argumentiert, daß die Zunahme der Geschwindigkeitsdispersion primär dem Alter der Sterne zuzuschreiben sei. Der genaue Beschleunigungsprozeß ist aber noch nicht völlig geklärt.

Als mögliche Ursache für die Zunahme der Geschwindigkeitsdispersion, also für die "Aufheizung" der galaktischen Scheibe werden nicht-axialsymmetrische Störungen des allgemeinen Gravitationsfeldes durch die schon erwähnten Spiraldichtewellen, Balkenstrukturen und Verwerfungen (Korrugation) der Scheibe genannt, die neben-

12. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

bei auch noch zu einer Umverteilung der Materie und des Drehimpulses führen. *Carlberg und Sellwood* haben 1985 auf rasch fluktuierende Gravitationsfelder, die mit Sternentstehungsgebieten, kurzlebigen Spiralarmsegmenten und Balkenstrukturen als Beitrag zur Aufheizung hingewiesen, die aber vornehmlich die Dispersion in den Komponenten der Ebene anwachsen lassen kann.

Als spekulative Möglichkeit im Rahmen der Erklärungsversuche für die Zusammensetzung des "dunklen Halos" werden die von *Lacey und Ostriker* 1985 vorgeschlagenen *massereichen Schwarzen Löcher* (von je einer Million Sonnenmassen) herangezogen, die beim Durchdringen der galaktischen Scheibe eine statistische Aufheizung bewirken würden.

Der beobachtete Einfall von Gas mit hoher Geschwindigkeit aus dem Halo auf die Scheibe sollte ebenfalls einen Einfluß auf die dynamische Entwicklung der Scheibe haben.

Völlig unbedeutend sind nahe Begegnungen von Scheibensternen untereinander, was schon *Chandrasekhar* 1960 dargestellt hat, weil ihre Zahl während der bisherigen Lebensdauer der Milchstraße verschwindend gering ist.

Generell als wesentlich wird angesehen der 1951 von *Spitzer und Schwarzschild* vorgeschlagene Mechanismus von *Stößen mit großen Wolken interstellarer Materie*. Sie können auch zur Vergrößerung der Dispersion in der Richtung senkrecht zur galaktischen Scheibe beitragen.

Wielen zeigte 1977 durch Modellrechnungen, die die stochastische Aufheizung der Scheibe formal durch eine Diffusion der Sternbahnen im Geschwindigkeitsraum beschreiben mit dem sogenannten *Diffusionskoeffizienten* als Maß für die Zunahme der quadratischen Geschwindigkeitsdispersion pro Zeit, daß die beobachteten Werte der Dispersion am ehesten mit einem konstanten Diffusionskoeffizienten vereinbar sind, oder mit einem, der zeitlich abnimmt (mit dem Abklingen der "Rauigkeit" des Gravitationsfeldes) und mit wachsender Geschwindigkeit abnimmt. Ein nur von der Geschwindigkeit abhängiger Diffusionskoeffizient kann die beobachtete Zunahme der Geschwindigkeitsstreuungen nicht wiedergeben. *Fuchs und Wielen* argumentieren 1987, daß ein konstanter Diffusionskoeffizient dann vorliege, wenn die Relativgeschwindigkeiten zwischen den Sternen und den Stoßpartnern durch letztere bestimmt werde. Dies würde für Haloobjekte, etwa die erwähnten Schwarzen Löcher gelten. Stöße mit Molekülwolken hingegen würden fast ausschließlich von den Geschwindigkeiten der Sterne bestimmt, daher einen geschwindigkeitsabhängigen Koeffizienten erfordern, der auch noch von der Zeit abhängig sein müßte, um den Beobachtungen zu genügen, wie eben erwähnt.

Wie bei anderen Fragestellungen wird die Lösung des Problems der Aufheizung von galaktischen Scheiben auch vom Fortschritt der Beobachtungen und ihrer Interpretation in anderen Galaxien abhängen.

Bild 12

13. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

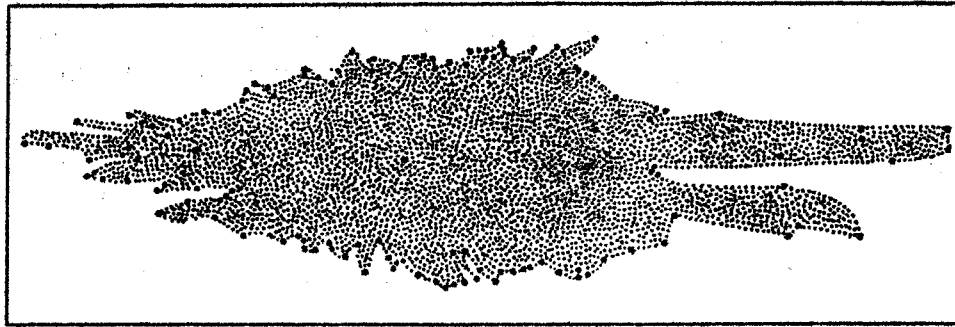


Bild 1: Seitenansicht des Milchstraßenmodells von Herschel (1785)

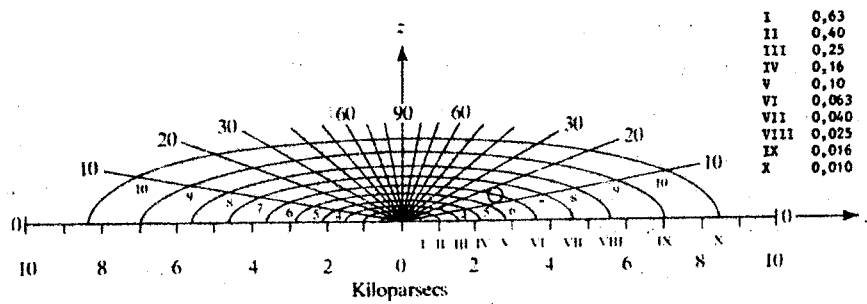


Bild 2: Das Kapteynsche Universum (1922)

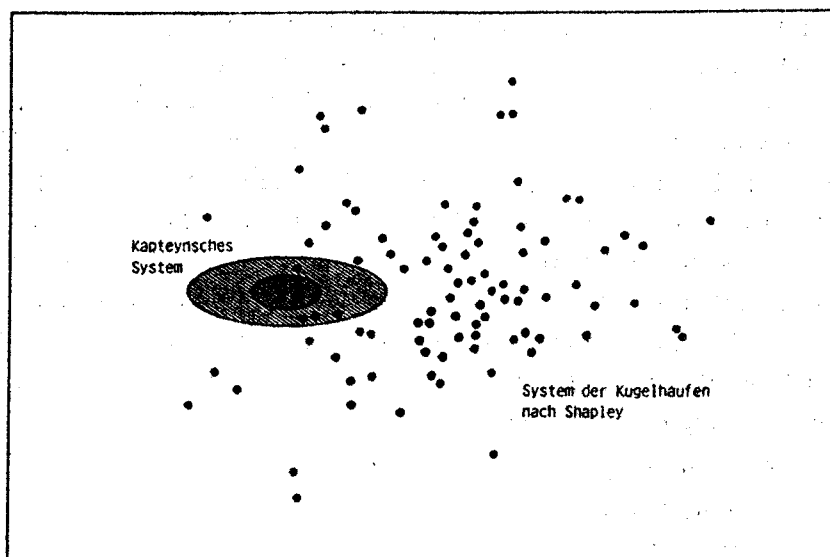


Bild 3: Lage des Kapteynschen Universums und des Shapley-Systems der Kugelhaufen

14. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

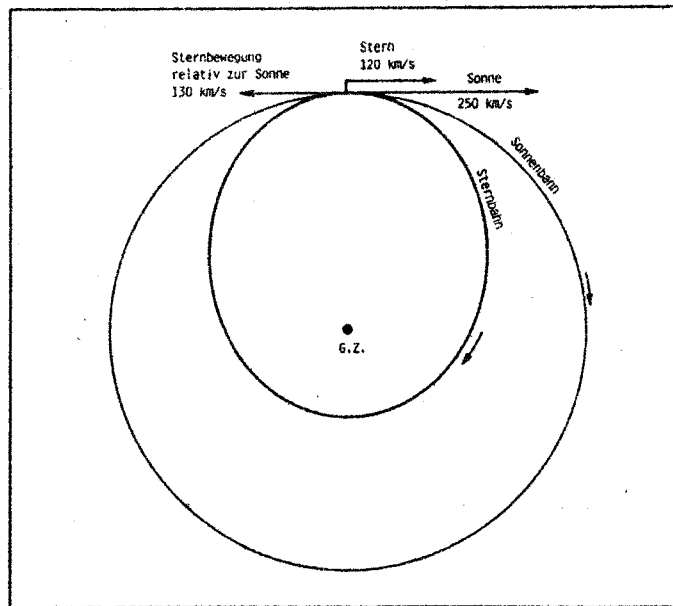


Bild 4: Schnellläufer = Langsamläufer nach Oort (1927)

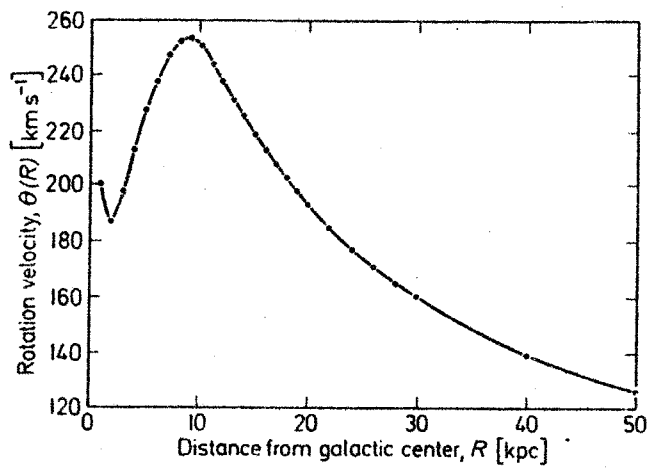


Bild 5: Die galaktische Rotationskurve nach Schmidt (1965)

15. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

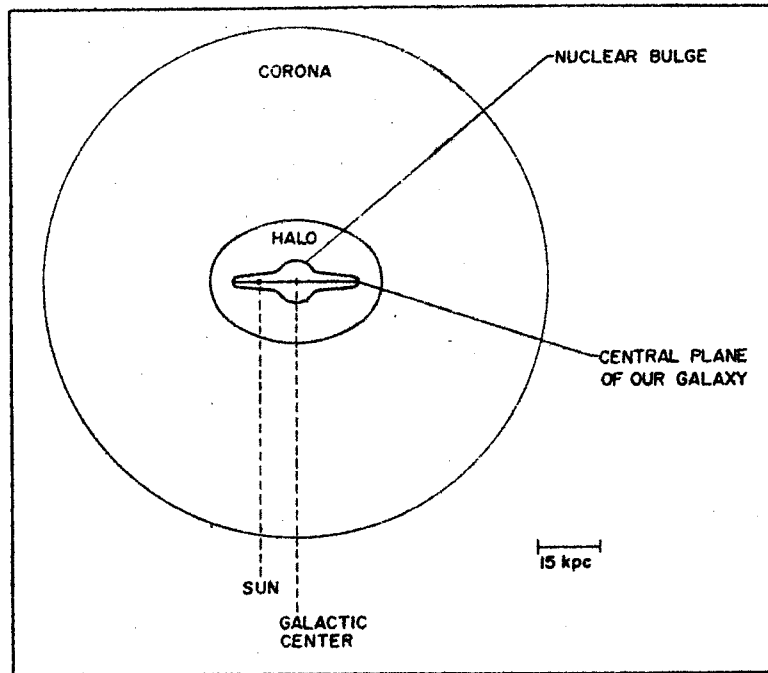


Bild 6: Die "Bigger and Better Galaxy" nach Bok (1981)

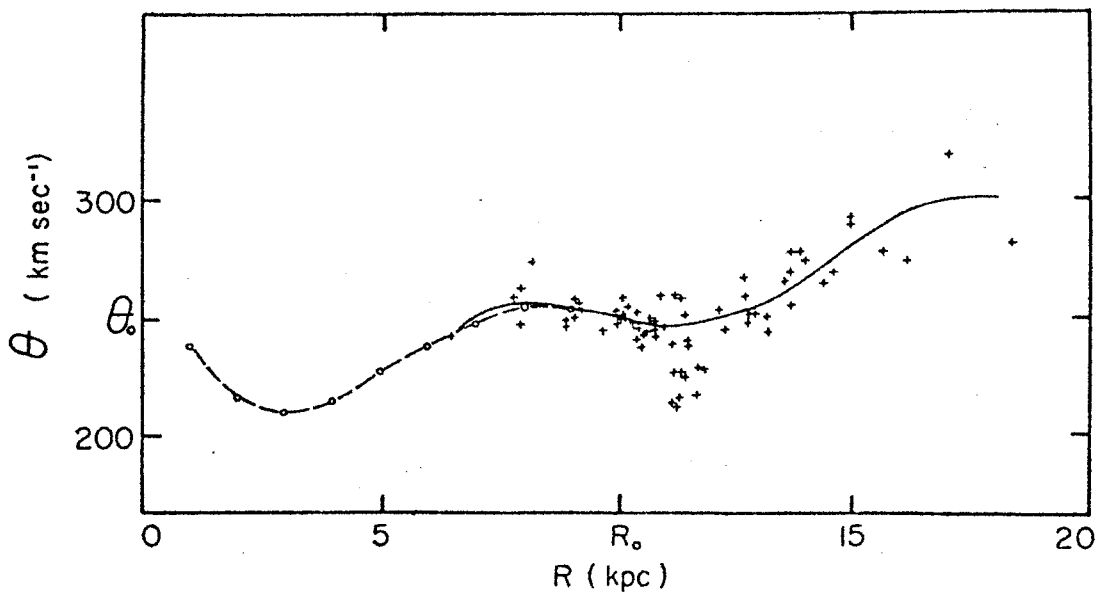


Bild 7: Die galaktische Rotationskurve nach Blitz und Mitarbeitern (1980)

16. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

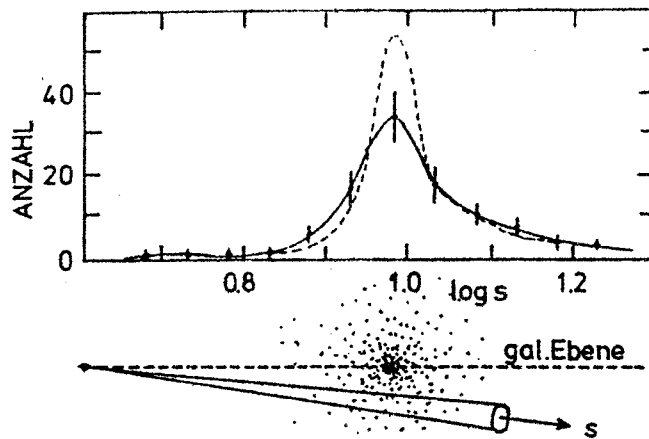


Bild 8: Verteilung der RR-Lyrae-Sterne im Baadeschen Fenster (Oort und Plaut, 1975)

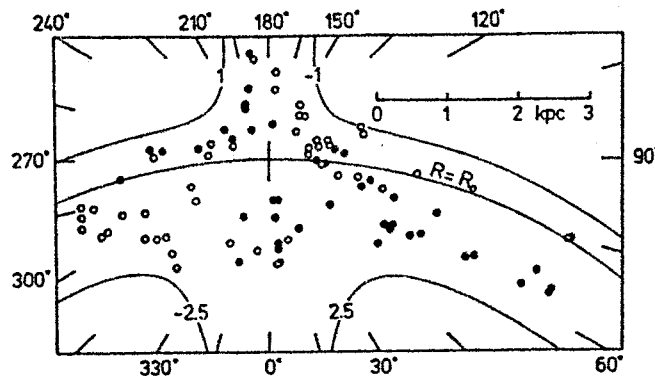


Bild 9: Verteilung der HII-Gebiete am Sonnenkreis. Punkte: pos. Radialgeschwindigkeit, Kreise: neg. RG (Rohlfs, 1986)

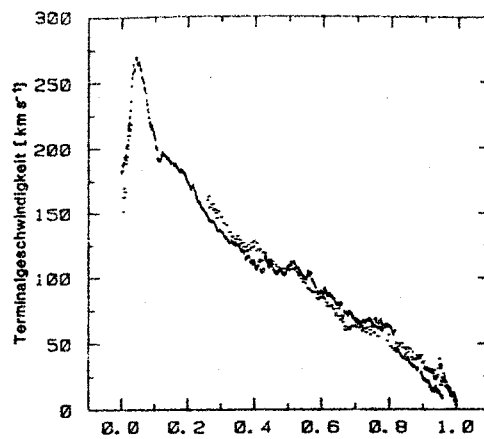


Bild 10: Die Terminalgeschwindigkeit des neutralen Wasserstoffs (Rohlfs, 1986)

17. Fortsetzung Gastvortrag: Die Dynamik unseres Milchstraßensystems

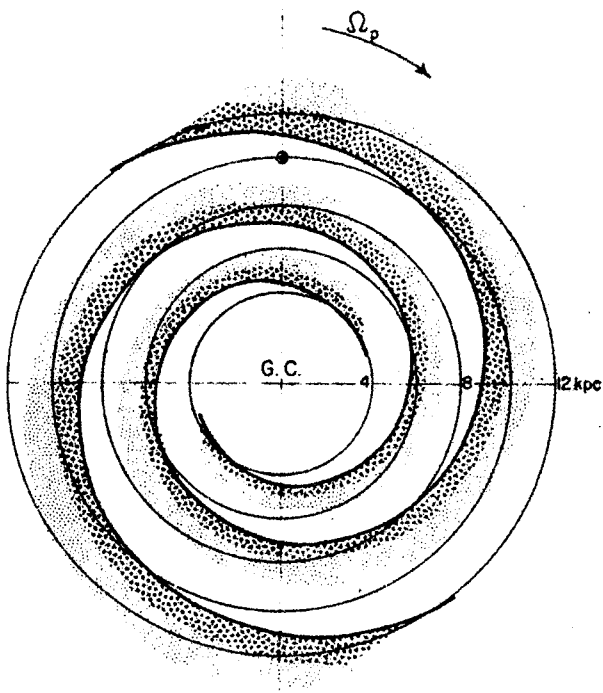


Bild 11: Zur Dichtewellentheorie: das auf Kreisbahnen sich bewegende Gas läuft an der Innenseite in den jeweiligen Spiralarm ein und erzeugt einen Schock, der Sternentstehung (Punkte) auslöst (nach Kühn, 1978).

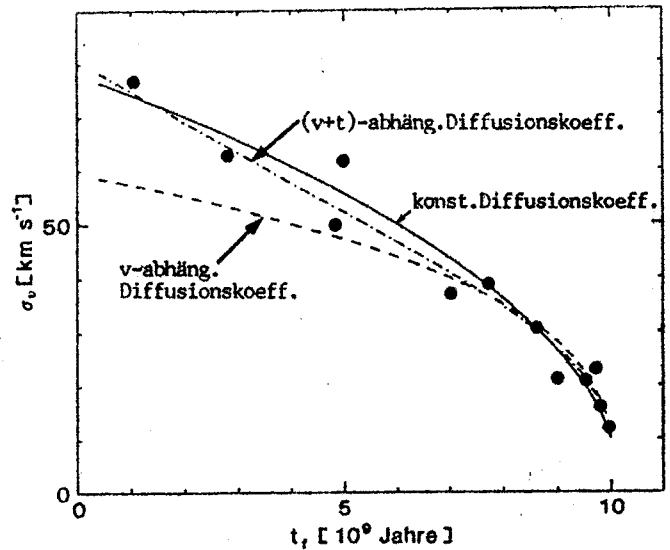


Bild 12: Die Geschwindigkeitsdispersion σ_v von Sternen der galaktischen Scheibe, aufgetragen gegen ihre Entstehungszeit t_f (Heute = 10^{10}) (nach Wielen, 1977).

LITERATURHINWEISE

Dieser Beitrag stützt sich auf das Buch von D.Mihalas und J.Binney "Galactic Astronomy", 2.Auflage 1981 (Freeman, San Francisco), auf das Buch von L.Kühn "Das Milchstraßensystem", 1.Aufl.1978 (Wissensch.Verlagsgesellschaft, Stuttgart), sowie das Buch von R.J.Tayler "Galaxien - Aufbau und Entwicklung" 1.Aufl. 1986 (Vieweg, Braunschweig). Herangezogen wurden auch die Artikel: B.J.Bok "Our Bigger and Better Galaxy" in *Mercury*, Sept/Okt.1981; K.Rohlfs "Die Vermessung der Milchstraße" in *Sterne und Weltraum*, Sept.1986; B.Fuchs "Die dynamische Entwicklung der galaktischen Scheibe" in *Sterne und Weltraum*, März 1988.

Die neueste und umfangreichste (mehr als 700 Seiten starke) Darstellung des Gebietes, allerdings nur für Fortgeschrittene und Spezialisten geeignet ist das Buch von J.Binney und S.Tremaine "Galactic Dynamics", 1987 (Princeton Univ.Press).

Univ.Prof.Dr.Hans M.Maitzen
Institut für Astronomie, Türkenschanzstraße 17, 1180 Wien